

T  
12  
44

**Población Estelar**  
**y**  
**Función Inicial de Masa**  
**en**  
**NGC 604**

|              |               |
|--------------|---------------|
| BIBLIOTECA   | UNIVERSITARIA |
| GRANADA      |               |
| Nº Documento | 519654248     |
| Nº Copia     | 2198541       |

Lourdes Sanz Fernández de Córdoba

UNIVERSIDAD DE GRANADA  
Facultad de Ciencias  
Fecha 24 OCT. 1986  
ENTRADA NUM. 4178

Tesis Doctoral  
Universidad de Granada  
Año 1986



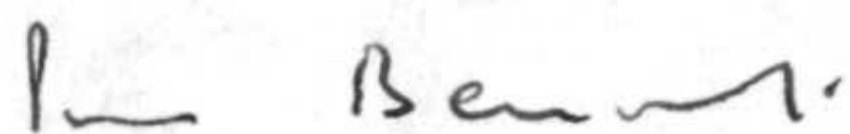
A mis padres.



Población Estelar  
y  
Función Inicial de Masa  
en  
NGC 604

Visado en Granada a 24 de Octubre de 1986

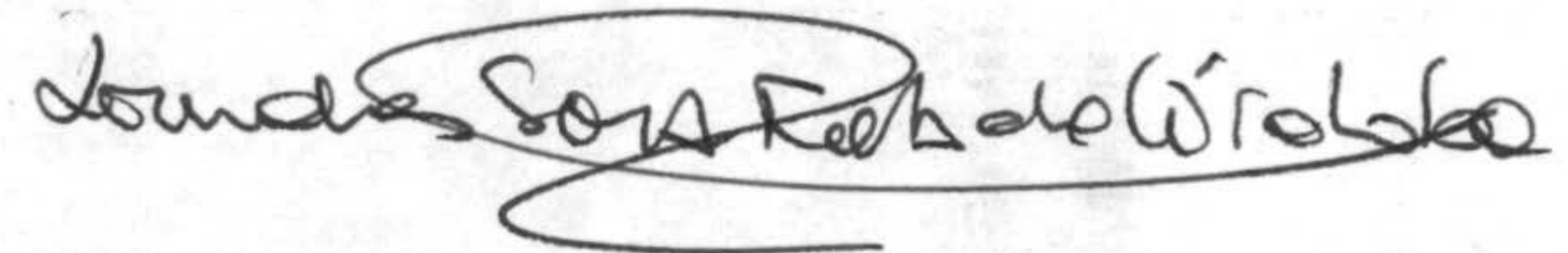
Director de la Tesis:



Prof. Piero Benvenuti  
Catedrático de Astrofísica,  
Universidad de Cagliari, (Italia).  
Director del Space Telescope-  
European Coordinating Facility,  
Garching bei Munchen, (RFA).

Memoria presentada para optar  
al grado de Doctor en Ciencias  
(Sección Físicas).

Granada a 24 de Octubre de 1986.



Firmado:

Lourdes Sanz Fernández de Córdoba  
Licenciado en Ciencias Físicas.

Profesor Ponente:



Prof. Eduardo Battaner López  
Universidad de Granada  
Profesor Titular de Física  
de la Tierra, Astronomía y  
Astrofísica.



## Agradecimientos

Deseo expresar mi más sincero agradecimiento al Prof. Piero Benvenuti, por sus consejos, dirección, dedicación, apoyo e infinita paciencia durante todo el desarrollo de esta investigación.

Mi gratitud se extiende a INTA-CONIE y a VILSPA por las facilidades dadas así como por los equipos ofrecidos para la realización de esta tesis, y en particular al Dr. Andrés Ripoll Muntaner, Director de la Estación de Seguimiento de Satélites de Villafranca del Castillo, (VILSPA), y a los compañeros de VILSPA por la ayuda prestada durante este tiempo.

Al Prof. Eduardo Battaner López por su aceptación como ponente de esta tesis, y sus útiles comentarios sobre la misma.



# Indice

|          |   |           |
|----------|---|-----------|
| <b>1</b> | <b>Introducción</b>   | <b>2</b>  |
| 1.1      | Regiones H II. . . . .  | 2         |
| 1.2      | Regiones H II Extragalácticas. . . . .  | 3         |
| 1.3      | Espectro electromagnético de las regiones H II. . . . .                                 | 5         |
| 1.3.1    | Emisión en rayos X. . . . .   | 5         |
| 1.3.2    | Espectro Ultravioleta. . . . .  | 5         |
| 1.3.3    | Espectro Optico. . . . .  | 6         |
| 1.3.4    | Espectro Infrarrojo. . . . .  | 6         |
| 1.3.5    | Espectro Radio. . . . .   | 6         |
| 1.4      | Espectro UV de las regiones H II: el satélite IUE . . . . .                             | 7         |
| 1.5      | La región H II NGC 604 en la galaxia M 33. . . . .                                      | 8         |
| 1.6      | Propósito del estudio presente . . . . .  | 10        |
| <b>2</b> | <b>Espectros Ultravioleta de NGC 604.</b>   | <b>13</b> |
| 2.1      | Consideraciones generales. . . . .  | 13        |
| 2.1.1    | Datos espectroscópicos de la zona observada. . . . .                                    | 13        |
| 2.1.2    | Procesado de Imágenes. . . . .  | 17        |
| 2.1.3    | Preparación de las imágenes. . . . .  | 19        |
| 2.2      | Método para el estudio de los espectros Line-by-Line y Net. . . . .                     | 21        |
| 2.2.1    | Espectros Line-by-Line, LBL. . . . .  | 21        |
| 2.2.2    | Espectros Net. . . . .  | 22        |
| 2.3      | Los espectros UV de NGC 604. . . . .  | 23        |
| 2.3.1    | Espectro Line-by-Line, LBL. . . . .   | 23        |
| 2.3.2    | Espectros (Net) de NGC 604 . . . . .  | 27        |
| <b>3</b> | <b>Análisis de los Datos Ultravioleta.</b>  | <b>32</b> |
| 3.1      | El programa de ajuste: algoritmos. . . . .  | 34        |
| 3.1.1    | Funcionamiento general de los programas de ajuste. . . . .                              | 34        |
| 3.1.2    | Fundamentos matemáticos de los algoritmos empleados en los programas de ajuste. . . . . | 35        |
| 3.1.3    | Pruebas de fiabilidad de la solución obtenida. . . . .                                  | 37        |
| 3.1.4    | Pruebas de estabilidad, convergencia y precisión. . . . .                               | 38        |
| 3.2      | El problema de la absorción. Extinción: scattering y absorción. . . . .                 | 41        |



|          |  |           |
|----------|--|-----------|
| 3.2.1    | Extinción en regiones HII extragalácticas. . . . .   | 41        |
| 3.2.2    | Distribución de gas y polvo en regiones H II extragalácticas. . . . .                                      | 44        |
| 3.2.3    | Método para la determinación de la extinción en NGC 604. . . . .   | 46        |
| 3.3      | Estrellas Luminosas de los Primeros Tipos Espectrales. . . . .   | 48        |
| 3.3.1    | Criterios de selección de estrellas características de los primeros tipos<br>primeros espectrales. . . . . | 48        |
| 3.3.2    | Clasificación estelar en el intervalo ultravioleta. . . . .  | 49        |
| 3.3.3    | Características espectrales de las estrellas O y B de los primeros<br>tipos. . . . .                       | 50        |
| 3.3.4    | Selección final. . . . .   | 50        |
| 3.4      | Estrellas Wolf-Rayet. . . . .  | 53        |
| 3.4.1    | Las estrellas Wolf-Rayet en Regiones H II. . . . .   | 53        |
| 3.4.2    | Estrellas Wolf-Rayet como indicadores de la evolución estelar. . . . .                                     | 53        |
| 3.4.3    | Las estrellas Wolf-Rayet en el UV. Espectros obtenidos con el IUE. . . . .                                 | 57        |
| 3.4.4    | Clasificación espectral de las estrellas WR. . . . .   | 58        |
| 3.4.5    | Características espectrales de las estrellas WR. . . . .   | 59        |
| 3.4.6    | Selección final. . . . .   | 59        |
| <b>4</b> | <b>Población Estelar en NGC 604.</b>   | <b>61</b> |
| 4.1      | Resultados del proceso de ajuste. . . . .  | 61        |
| 4.1.1    | Introducción . . . . .   | 61        |
| 4.1.2    | Ajuste a cada uno de los espectros UV observados en NGC 604. . . . .                                       | 61        |
| 4.1.3    | Características de los espectros UV de NGC 604 a partir de los<br>ajustes realizados. . . . .              | 62        |
| 4.2      | Comparación con Resultados Experimentales Precedentes. . . . .   | 70        |
| 4.2.1    | Comparación entre los datos espectroscópicos UV y Ópticos. . . . .   | 70        |
| 4.2.2    | Comparación con la Emisión Nebular. . . . .  | 71        |
| 4.2.3    | Efectos de la Extinción sobre la Población Estelar observada en<br>NGC 604. . . . .                        | 73        |
| <b>5</b> | <b>Parámetros de Formación Estelar y Función Inicial de Masa en NGC604</b>                                 | <b>78</b> |
| 5.1      | Introducción. . . . .  | 78        |
| 5.1.1    | Parámetros estelares. . . . .  | 79        |
| 5.1.2    | Trazas de evolución estelar en el diagrama HR. . . . .   | 81        |
| 5.1.3    | Conclusiones . . . . .   | 85        |
| 5.2      | Deducción empírica de la IMF. . . . .  | 86        |
| 5.2.1    | Edad de NGC 604 . . . . .  | 86        |
| 5.2.2    | Formación estelar en NGC 604. . . . .  | 87        |
| 5.2.3    | Distribución de la población estelar en NGC 604. . . . .   | 88        |
| 5.2.4    | Conclusiones . . . . .   | 90        |
| 5.3      | Deducción teórica de la IMF. . . . .   | 91        |
| 5.3.1    | Cálculo de la IMF. . . . .   | 91        |



|          |   |            |
|----------|---|------------|
| 5.3.2    | Aplicación de un modelo de evolución del Flujo del continuo de Lyman frente al Flujo UV, para la deducción teórica de la IMF de NGC 604. . . . .                                      | 93         |
| 5.3.3    | Aplicación de un modelo de evolución de la producción total de fotones Lyman a una IMF dada, para la comparación de los parámetros de formación estelar deducidos en NGC 604. . . . . | 104        |
| 5.4      | Población Estelar Actual y Función Inicial de Masa en NGC 604. . . . .  | 114        |
| <b>6</b> | <b>CONCLUSIONES</b>   | <b>117</b> |
| 6.1      | Población Estelar en NGC 604. . . . .   | 117        |
| 6.2      | Parámetros de Formación Estelar y Función Inicial de Masa, IMF, en NGC 604. . . . .   | 119        |



# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1 Regiones H II.

La primera definición de una región H II se remonta a las observaciones de Struve, (1939), en las que se identificaron una serie de áreas extensas, situadas a latitudes bajas en la Vía Láctea, que mostraban una emisión débil de hidrógeno. Los trabajos de Strömgren, (1939 y 1948), establecieron las condiciones para la existencia de una región H II: "para reproducir la emisión observada, se requiere la combinación de una o varias estrellas calientes, (de O5 a B0), y una densidad interestelar de hidrógeno entre  $1 - 10 \text{ átomos cm}^{-3}$ ". Posteriormente, se demostró que, en la mayoría de los casos, estas regiones con emisión de H se presentaban cerca de las estrellas de tipo O, y casi nunca a distancias mayores de  $250pc$  por encima o por debajo del plano Galáctico. Con el estudio de regiones H II en nuestra Galaxia, (Sarpless y Osterbrock, 1952), se puso por primera vez de manifiesto la estructura espiral de la Galaxia.

Las nebulosas difusas, o regiones H II, son regiones de gas interestelar en donde la estrella o grupo de estrellas que lo excitan son de los tipos O o B-tempranas de la Población I; la temperatura efectiva, ( $T_{eff}$ ), de las estrellas oscila entre  $3 \cdot 10^4 K \leq T_{eff} \leq 5 \cdot 10^4 K$ , por tanto, el H está ionizado, el He está una vez ionizado, y los restantes elementos se presentan una ó dos veces ionizados, la densidad de la zona ionizada en la nebulosa es del orden de  $10 - 100 \text{ cm}^{-3}$ , llegándose a  $10^4 \text{ cm}^{-3}$ , la velocidad típica del gas, dentro de la nebulosa, es de  $10 \text{ kms}^{-1}$ ; el gas caliente e ionizado tiende a expandirse contra el gas neutro circundante, produciéndose una disminución de la densidad nebular en tanto el volumen ionizado aumente. Mezclado con el gas, se encuentran partículas de polvo que producen extinción de la luz emitida por las estrellas ionizantes. El borde de la nebulosa está rodeado por frentes de ionización que se desplazan hacia el gas neutro circundante.

Las regiones H II contienen estrellas luminosas, calientes y de formación reciente, (que, en muchos casos, proceden de la materia interestelar de la nebulosa que ionizan ahora); por consiguiente son de gran importancia para el estudio de la formación y evolución de la población estelar joven en galaxias.

Las regiones H II en la Vía Láctea, (fig. 1.1), se encuentran en los brazos espirales. De hecho, si se exceptúan las muy cercanas, las regiones H II están distribuidas en el



ecuador Galáctico; teniendo en cuenta que nuestra posición en la Galaxia coincide con la concentración máxima del polvo interestelar, resulta muy difícil el estudio de las regiones H II Galácticas, no sólo la determinación de sus parámetros básicos, como por ejemplo la distancia, sino también la identificación de las estrellas ionizantes.



Figura 1.1: Regiones H II en la Galaxia: la Nebulosa de Orión.

## 1.2 Regiones H II Extragalácticas.

El estudio de las regiones H II en galaxias externas presenta una serie de ventajas con respecto a las de nuestra Galaxia:

- Son fácilmente distinguibles en fotografías de otras galaxias, y de hecho, son los objetos que mejor delimitan y definen los brazos espirales en las galaxias lejanas.
- Se observan sobre la galaxia completa, (a excepción de efectos de extinción interestelar), situación opuesta a la encontrada en la Galaxia, en donde las zonas más alejadas son inaccesibles en la práctica.



Las regiones H II extragalácticas gigantes contienen una fracción apreciable de las estrellas más masivas de una galaxia, (entorno a  $10^5 M_{\odot}$  en estrellas, y  $10^6 M_{\odot}$  en gas); y, son zonas donde la formación estelar se realiza a gran escala, ( $0.1 M_{\odot}$  por año, un orden de magnitud menor que el índice de formación de su galaxia completa), con intensidad y proporciones que exceden la de cualquier región fácilmente observable en la Vía Láctea. Por tanto, la población estelar de los complejos H II gigantes es de una importancia fundamental para el estudio de la población joven en galaxias, y de los procesos de formación y evolución de estrellas masivas en una zona localizada y sobre un área extensa, ( $> 10 pc$ ), al mismo tiempo.

Las regiones H II gigantes se observan en galaxias con formación estelar, (irregulares, compactas azules, y espirales gigantes y enanas). En las galaxias espirales, las regiones H II están concentradas a lo largo de los brazos y localizadas en el plano galáctico, (véase fig. 1.2); esta disposición permite, a su vez, estudios comparativos de extinción, de abundancias químicas y de la población estelar en función de la distancia al centro de la galaxia.

Aller, (1942), mostró que el espectro de una región H II depende de su localización en una galaxia, y que el grado de ionización de las regiones H II externas es mayor que el de las próximas al centro de la galaxia; esta fué la primera indicación observacional de diferencias en las condiciones físicas o en las abundancias químicas entre las regiones H II en función de la distancia galactocéntrica.

El estudio de regiones H II gigantes en distintas galaxias espirales, (Searle, 1971), reveló un gradiente en la relación de intensidades  $[NII]/H_{\alpha}$ ,  $H_{\beta}/[OII]$  y  $[NII]/[OII]$  al aumentar el radio galáctico; estableció la existencia de un gradiente de abundancia en  $N/O$ ; e indicó que los cambios en los espectros de las regiones H II pudieran estar causados por variaciones de alguno, o varios, de los parámetros siguientes: 1). un aumento en la abundancia  $O/H$  hacia el núcleo de las galaxias 2). un aumento de la cantidad de polvo en las regiones H II 3). una disminución de la temperatura efectiva de las estrellas.

Los gradientes de abundancia encontrados en las regiones H II en función de su distancia galactocéntrica repercuten directamente en los procesos de formación y en la evolución estelar en las galaxias: los modelos de evolución estelar se realizan estableciendo condiciones iniciales sobre la masa y la composición química. La masa se define fijando la fracción inicial de hidrógeno,  $X$ , helio,  $Y$ , y elementos pesados,  $Z$ . Generalmente, se supone una proporción pregaláctica  $He/H$  que corresponda a un valor  $Z = 0$ ; y la evolución química de la galaxia viene dada por el parámetro de enriquecimiento,  $\gamma = \Delta Y / \Delta Z$ . El contenido metálico del medio,  $Z$ , determina la forma y el tiempo de evolución de una estrella: en las estrellas primigenias, se supone predominio de  $H$  y un contenido metálico mínimo, (o, al menos, en una fracción porcentual muy baja con respecto al ciclo CNO de una estrella), por lo que su evolución es lenta; la segunda generación estelar se forma en un medio enriquecido en metales, y su evolución es más rápida. A su vez, el enriquecimiento metálico del medio es proporcional a la densidad de estrellas; por tanto, en el núcleo de la galaxia, donde la producción de metales es mayor, la evolución de la segunda generación de estrellas será más rápida que en la periferia de la galaxia.

Por último, la formación de C, N, y O, depende de la fracción de masa gaseosa de la galaxia y de la IMF. La velocidad de formación estelar afecta la abundancia de N de forma que cuanto mayor sea la velocidad de formación al inicio de la historia de la galaxia, mayor



será la abundancia de N resultante, a fracción de gas constante, (Kwitter y Aller, 1981). Así, por ejemplo, la deficiencia de N en M 33 se ha interpretado como consecuencia de una IMF menos pronunciada, (más plana), con un número mayor de estrellas muy masivas, que produjeran el O, y un número relativamente menor de estrellas de masa intermedia, que dieran lugar al N.

### **1.3 Espectro electromagnético de las regiones H II.**

Una región H II está formada por un grupo de estrellas luminosas, embebidas en una nube de gas y polvo mezclados. En función del intervalo espectral observado, se puede obtener información sobre las componentes, estelar y nebular, que la forman.

#### **1.3.1 Emisión en rayos X.**

En general, las asociaciones de estrellas OB no son fuentes luminosas de emisión estelar de rayos X, dado que poseen poca energía para generar la liberación previa de un  $e^-$  por colisión.

Por otro lado, la emisión de rayos X depende de la rotación estelar y de la interacción electromagnética, (véase, p.ej., Vaiana, 1981), pero no proporciona información sobre la población estelar observada, ya que no varía de forma significativa según el tipo espectral que se observe.

#### **1.3.2 Espectro Ultravioleta.**

En el intervalo ultravioleta, la radiación observada está dominada por la emisión de las estrellas calientes y luminosas de los primeros tipos espectrales que ionizan los complejos H II gigantes.

##### **1.3.2.1. Continuo.**

Los espectros UV de las regiones H II presentan una emisión continua que aumenta considerablemente al disminuir la longitud de onda, (fig. 1.3).

El continuo observado es de origen estelar, y se debe a la contribución de varios cientos, (ó miles), de estrellas de los primeros tipos espectrales presentes en la región; la contribución nebular, (Balmer, Dos Fotones), al flujo total del continuo observado en el UV es despreciable, (Perinotto y Patriarchi, 1980; Lequeux et al., 1981).

La distribución de energía observada indica la temperatura efectiva del grupo de estrellas asociado, (siempre que las correcciones por extinción no afecten las observaciones).

##### **1.3.2.2. Líneas de emisión.**

En el UV lejano, (1152 – 1950Å), se observan líneas de absorción intensas, de origen estelar e interestelar; en el intervalo 1950 – 3200Å, las líneas de absorción más intensas son de origen interestelar.



Los espectros UV de las regiones H II más brillantes, (como NGC 604), presentan líneas de emisión y perfiles P-Cygni muy intensos, (NV, SiIV, CIV), originados por la presencia de gran cantidad de estrellas luminosas, con viento estelar fuerte, (Rosa, 1980, Rosa et al., 1984a); todas estas líneas están concentradas en el UV lejano, (fig. 1.3).

### 1.3.3 Espectro Optico.

#### 1.3.2.1. Continuo.

El espectro continuo es débil, (fig. 1.4), está constituido por una componente atómica y una componente de reflexión. El continuo atómico se produce por las transiciones ligado-libre, fundamentalmente en el continuo de Paschen del H I para  $\lambda > 3648\text{\AA}$  y en el de Balmer para  $\lambda < 3648\text{\AA}$ ; el continuo de reflexión procede de la emisión estelar dispersada, (scattering) por el polvo, la intensidad de este continuo depende de la cantidad de polvo que contenga la nebulosa.

#### 1.3.2.2. Líneas de emisión.

Las nebulosas gaseosas tienen espectros de líneas de emisión, dominado por líneas prohibidas de elementos comunes, como [OIII] $\lambda\lambda$ 4959, 5007 $\text{\AA}$ ; [NII] $\lambda\lambda$ 6548, 6583 $\text{\AA}$ ; [OII] $\lambda\lambda$ 3726, 3729 $\text{\AA}$ , (fig 1.4). Asimismo, todos los espectros nebulares se caracterizan por la presencia de las líneas permitidas del hidrógeno:  $H_\alpha$ ,  $\lambda$ 6563 $\text{\AA}$ ,  $H_\beta$ ,  $\lambda$ 4861 $\text{\AA}$ ,  $H_\gamma$ ,  $\lambda$ 4340 $\text{\AA}$ ; y la de  $HeI$ ,  $\lambda$ 5876 $\text{\AA}$ , mucho más débil, (Osterbrock, 1974).

### 1.3.4 Espectro Infrarrojo.

En el infrarrojo, IR, las regiones H II producen radiación térmica emitida por el polvo.

En longitudes de onda entre  $5\mu$  y  $3mm$ , las observaciones muestran que en la mayoría de las regiones H II galácticas la radiación IR observada excede considerablemente la radiación prevista por las observaciones centimétricas. El exceso de emisión IR se atribuye a la radiación de polvo relativamente frío, ( $T \leq 200\text{ K}$ ), embebido, ó bien en el borde externo, de la región H II; el calentamiento del polvo procedería de (a) fotones  $L_\alpha$  nebulares, (b) fotones del continuo de Lyman nebulares, y (c) fotones estelares más allá del límite de Lyman, (Strom et al., 1974, Telesco, 1983).

### 1.3.5 Espectro Radio.

En longitudes de onda radio, las regiones H II emiten radiación continua térmica procedente del gas ionizado, y, en algunos casos, radiación sincrotrón no térmica si hay electrones de alta energía y campos magnéticos, (Osterbrock, 1974). Si la región H II tiene asociada nubes moleculares ó de H I se puede detectar emisión de líneas de CO, fundamentalmente,  $H_2O$  y otras especies moleculares, (Israel, van der Kruit, 1975).

Las observaciones radio son muy útiles para determinar la distribución, (no uniforme), del polvo a lo largo de la región H II, su estructura, generalmente bastante compleja, y para analizar la interacción entre la región y la nube de H I asociada, (Heeschen, 1983).



## 1.4 Espectro UV de las regiones H II: el satélite IUE

Las primeras observaciones de regiones H II extragalácticas en el intervalo UV se realizaron con el satélite ANS. Sin embargo, sólo con el satélite International Ultraviolet Explorer, IUE, ha sido posible realizar observaciones espectroscópicas en el UV de gran número de complejos H II gigantes, pertenecientes a distintas galaxias espirales, compactas azules, e irregulares, con resolución espectral, espacial y sensibilidad no alcanzada anteriormente. Es importante destacar que, además de los datos de regiones H II, el satélite IUE ha proporcionado espectros UV de objetos astronómicos de todo tipo, (en la actualidad, el Archivo del IUE consta de 40.000 imágenes UV). Las características de la instrumentación científica del IUE se exponen en la tabla(1.1), (para una información más detallada sobre el IUE véase, por ejemplo, Bogges et al., 1978).

|                                    |                         |
|------------------------------------|-------------------------|
| Características del Telescopio:    |                         |
| Tipo                               | Ritchey-Chretien.       |
| Abertura                           | 45 cm.                  |
| Razón Focal                        | F/15                    |
| Calidad de la Imagen               | 1 min.arc.              |
| Campo Observado                    | 16 min.arc. de diámetro |
| Características del Espectrógrafo: |                         |
| Tipo                               | Echelle.                |
| Abertura circular                  | 3" diámetro             |
| Abertura ovalada                   | 10" x 20"               |
| Detectores                         | Cámaras Vidicon con SEC |
| Resolución en alta dispersión      | 0.2 Å/mm.               |
| Resolución en baja dispersión      | 7 Å/mm.                 |
| Intervalo $\lambda$ corta          | 1150 – 2000 Å           |
| Intervalo $\lambda$ larga          | 1875 – 3300 Å           |

Tabla 1.1: Instrumentación científica del satélite IUE.

Los estudios de los espectros IUE de regiones H II han mostrado que el flujo de energía en el UV se debe, fundamentalmente, a la radiación emitida por las estrellas luminosas de los primeros tipos espectrales, (Benvenuti, 1983).

Este hecho es de gran importancia en el estudio de población y evolución estelar, ya que, en el UV se está observando directamente la emisión de las estrellas presentes en la región, y, por tanto, en principio, con el análisis de los datos UV(IUE) de las regiones H II extragalácticas gigantes es posible obtener la distribución estelar por tipos espectrales, o por masas, (IMF), de estos objetos. (Como comparación, en el óptico, por ejemplo, se observa la emisión nebular, es decir, la emisión total del gas ionizado por las estrellas; este dato permite estimar el número de estrellas que serían necesarias para obtener la emisión de gas observada, pero no la distribución por tipos espectrales de las estrellas contenidas en el complejo).



## 1.5 La región H II NGC 604 en la galaxia M 33.

NGC 604, la región H II gigante más brillante de la galaxia espiral M 33, representa una oportunidad excelente para el estudio en detalle de un complejo H II extragaláctico gigante. NGC 604 es una de las pocas regiones H II gigantes que es al mismo tiempo accesible, (no existe ninguna en la Galaxia, ni en M 31; y las que pertenecen a otras galaxias espirales, como por ejemplo en M 101, están demasiado alejadas); y no demasiado grande, (como 30-Doradus en el Gran Cúmulo de Magallanes). En consecuencia, puede estudiarse en conjunto y, al mismo tiempo, con el detalle suficiente como para investigar las diferencias posibles en su población estelar.

Los estudios realizados hasta el momento en los intervalos óptico, infrarrojo y radio, (tabla 1.2), muestran que NGC 604 está formada, como mínimo, por 10 componentes, donde se encuentran concentradas las estrellas. Cada una de las componentes tiene unos 10 pc de diámetro, y todas ellas están inmersas en una gran envoltura de 225 pc aproximadamente, (Israel et al., 1982). La emisión integrada indica la presencia de varios cientos de estrellas de los tipos OB, con luminosidad total  $L = 3 \cdot 10^7 L_{\odot}$  y masa  $M \simeq 10^4 M_{\odot}$ .

Las estrellas más brillantes de NGC 604 son visibles de manera individual, (Benvenuti et al., 1979a), y gran cantidad de las estrellas muy masivas son de formación reciente.

La espectroscopía óptica, (D'Odorico, Rosa, 1981, Rosa, D'Odorico, 1982) indica que una gran parte de las estrellas que excitan el gas deben ser estrellas Wolf-Rayet, (WR), evolucionadas, con pérdida de masa elevada, que dominan el balance de energía cinética de la región, y generan una estructura de capas de materia ionizada con movimientos supersónicos debidos al viento estelar producido, (véase tabla 1.2). Existen también indicios de que las estrellas WR predominan en la parte Oeste de NGC 604, (D'Odorico y Rosa, comunicación personal), y en el Este se encontraría la situación opuesta.

Como explicación posible a la fuerte emisión UV (espectros IUE) observada en NGC 604, (Massey, Hutchings, 1983), se ha sugerido la presencia de estrellas supermasivas en la región.

La composición química en NGC 604 es diferente según la zona estudiada en cada caso. Comparando los resultados obtenidos en el óptico, las observaciones muestran divergencias tanto en la abundancia del He como en la de elementos pesados; las discrepancias mayores se encuentran entre la zona central de NGC 604 y el halo de la región, (Aller et al., 1968; Peimbert y Spinrad, 1970; Kwitter y Aller, 1981). La abundancia de elementos metálicos en la zona central de NGC 604 es, en promedio, similar a la del vecindario solar. El contenido en He en el centro,  $N(He)/N(H) = 0.13$ , es superior al del halo y al encontrado en otras regiones H II gigantes de características similares, con valor 0.10, (Peimbert y Spinrad, 1970); estas diferencias pueden ser producto de la evolución de las estrellas de la región, (véanse apartados 3.3. y 3.4).

En el borde Sureste de NGC 604 se observa una nube grande de H I, este hecho, junto a la presencia de un gradiente de extinción sobre la nebulosa y la detección de fuentes infrarrojas en el Este, obscurecidas en el óptico y que no están asociadas a emisión continua fuerte en radio, ha sugerido la existencia de una nube molecular donde tendría lugar la formación estelar en curso, y que serviría de fase intermedia entre la región H II y la nube de H I próxima, (modelo "blister"), (Israel et al., 1982, y referencias incluidas).



| Descripción                     | Valor   | Bib. |
|---------------------------------|---|------|
| Distancia                       | $d = 720 \text{ kpc}$                                       | 1    |
| Distancia galactocéntrica       | $r = 14.75'$  | 1    |
| Escala                          | $3.5 \text{ pc arcsec}^{-1}$                                |      |
| Diámetro                        | $225,325 \text{ pc}$  | 3, 5 |
| Número de componentes estelares | $N_c \geq 10$   | 5    |
| Diámetro de cada componente     | $10 \text{ pc}$   | 5    |
| Número estrellas identificadas  | $N_{*,ident} = 15$  | 8    |
| Luminosidad                     | $L = 3 \cdot 10^6 L_\odot$                                  |      |
| Masa ionizada                   | $0.5 \cdot 10^6 \leq M_i \leq 1 \cdot 10^6 M_\odot$         | 3, 5 |
| Masa H I asociada               | $M_n = 10^6 M_\odot$  | 5    |
| $\rho(e^-)$ en el halo          | $n_0 \leq 10 \text{ cm}^{-3}$                               | 3    |
| Medida de Emisión               | $EM = 5 \cdot 10^5 \text{ pc cm}^{-6}$                      | 3    |
| Emisión infrarroja              | $3.6 \cdot 10^6 L_\odot \leq L \leq 1.4 \cdot 10^7 L_\odot$ | 4    |
| Número de estrellas WR          | $N_{WR} \simeq 50$  | 6    |
| Extinción óptica promedio       | $A_{opt} = 0.22 \text{ mag}$                                | 1, 3 |
| Extinción radio promedio        | $A_{rad} = 1.3 \text{ mag}$                                 | 2    |
| Gradiente extinción radio       | $\Delta A_{rad}(O - E) = 1 \text{ mag kpc}^{-1}$            | 5    |
| Propiedades Cinemáticas:        |   |      |
| Velocidad terminal del viento   | $v_t = 2000 \text{ km s}^{-1}$                              | 6    |
| Número de capas identificadas   | $N_{sh} = 12$   | 6    |
| Radio promedio de una capa      | $R_{sh} = 25 \text{ pc}$                                    | 6    |
| Velocidad de la capa            | $v_{sh} = 25 \text{ km s}^{-1}$                             | 6    |
| Velocidad del gas ambiente      | $v_0 = 15 \text{ km s}^{-1}$                                | 6    |
| Estado evolutivo:               |   |      |
| Edad                            | $2.1, 4 \cdot 10^6 \text{ años}$                            | 7, 6 |

Tabla 1.2: Características de NGC 604. (Columna tres, Bibliografía: (1) Searle, 1971; (2) Smith, 1975; (3) Melnick, 1979; (4) Gatley et al., 1978; (5) Israel et al., 1982; (6) D'Odorico y Rosa, 1981, Rosa, D'Odorico, 1982; (7) Lequeux et al., 1981; (8) D'Odorico et al., 1979).



## 1.6 Propósito del estudio presente

El estudio presente tiene como fin el análisis detallado de la región H II extragaláctica gigante NGC 604 en el intervalo UV para obtener la población de estrellas luminosas y jóvenes presentes; reconstruir la población estelar inicial de la parte superior de su Secuencia Principal y comparar la población de estrellas obtenida a partir de este estudio (basado en datos ultravioleta, UV, obtenidos con el satélite IUE), con los valores de la Función Inicial de Masa existentes.

El estudio que se presenta queda estructurado:

En el capítulo 2. se detallan las características de los espectros UV de NGC 604 observados.

En el capítulo 3 se especifica el procedimiento seguido en el análisis de los datos UV, (que permitan obtener, posteriormente, la población estelar de NGC 604), :

- En el apartado 3.1. se exponen las características de los programas de ajuste desarrollados para la obtención del número de estrellas por tipo espectral que contribuyen a los espectros UV observados.
- En el apartado 3.2. se discuten las distintas fuentes de extinción en NGC 604, los efectos sobre los espectros UV, y el procedimiento que se ha empleado para evaluar su posible incidencia sobre los resultados obtenidos.
- En el apartado 3.3. se enumeran las características de las estrellas luminosas de los tipos espectrales, O y B, en el UV, los criterios de selección y el grupo de estrellas seleccionado para la realización de los ajustes a los espectros UV de NGC 604.
- En el apartado 3.4. se exponen propiedades concernientes a las estrellas WR.

En el capítulo 4. se detalla la población estelar de NGC 604, (número de estrellas O, B y WR por tipo espectral), obtenida como resultado de los ajustes a los espectros UV observados, (apartado 4.1). En el apartado 4.2. se comparan los resultados obtenidos en el estudio de los espectros UV de NGC 604 realizado aquí, con los resultados obtenidos previamente en los intervalos óptico y radio.

En el capítulo 5. se compara la población estelar UV de NGC 604 observada con los modelos teóricos de evolución estelar, deduciéndose los parámetros de formación estelar y la IMF de NGC 604.

En el capítulo 6. se exponen las conclusiones a las que se ha llegado con el estudio realizado.



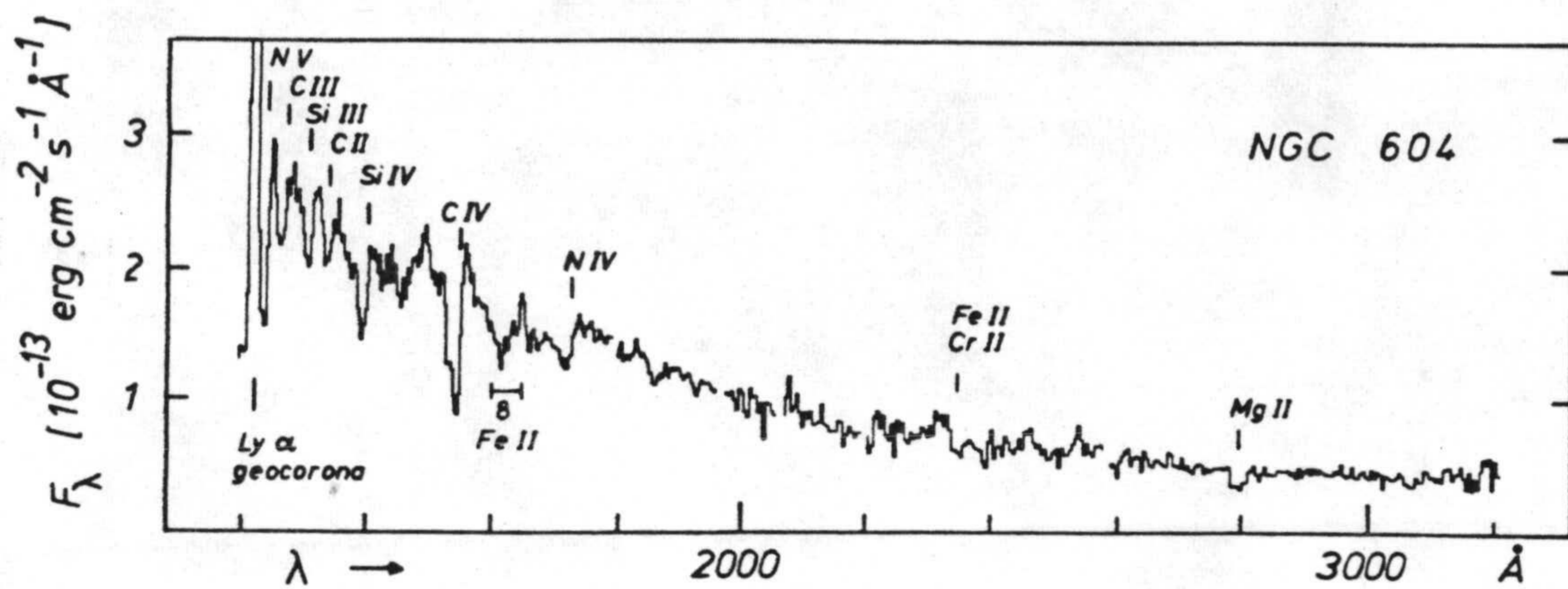


Figura 1.3: Espectro UV de una región H II extragaláctica.

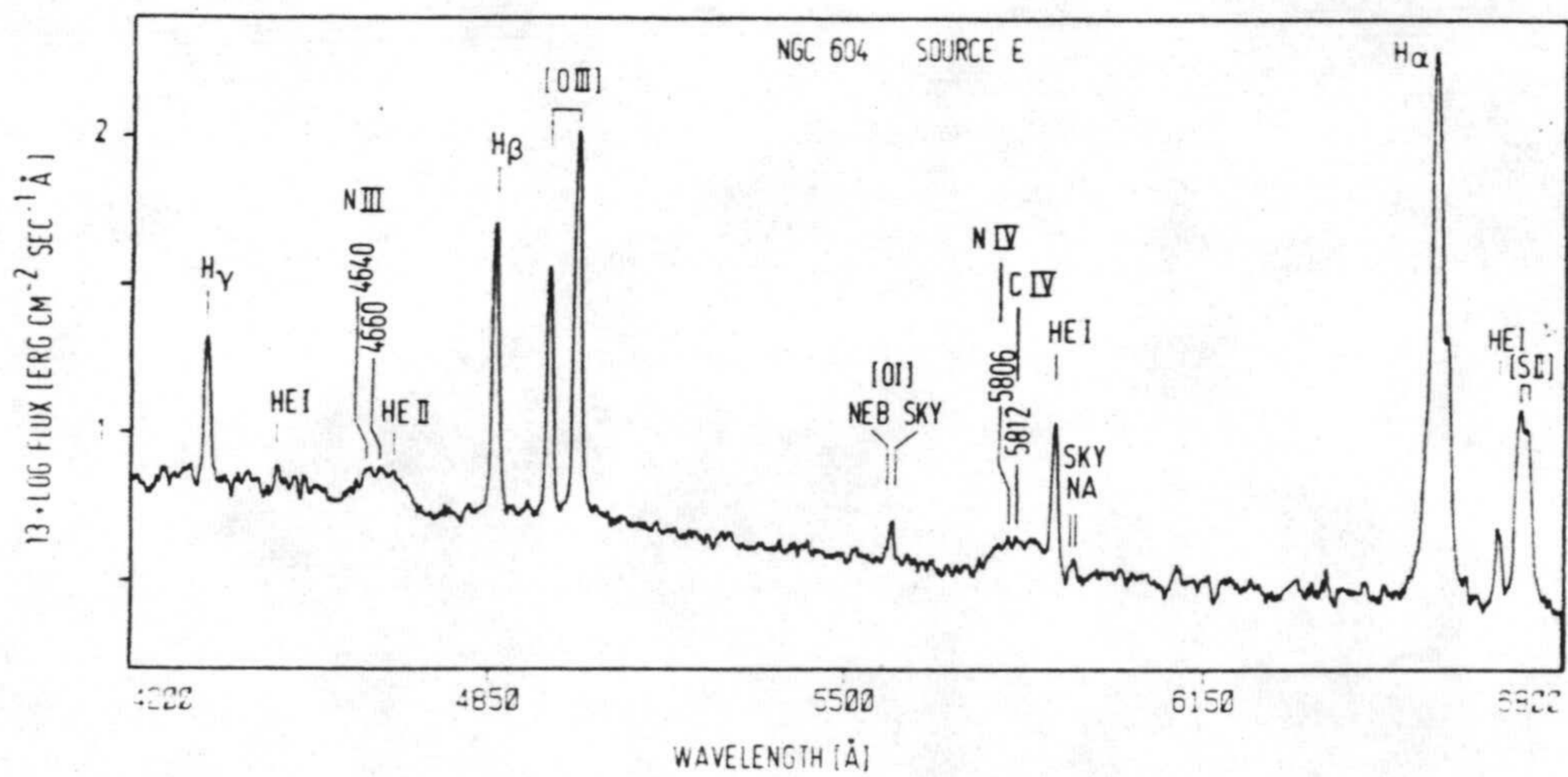


Figura 1.4: Espectro Óptico de una región H II extragaláctica.



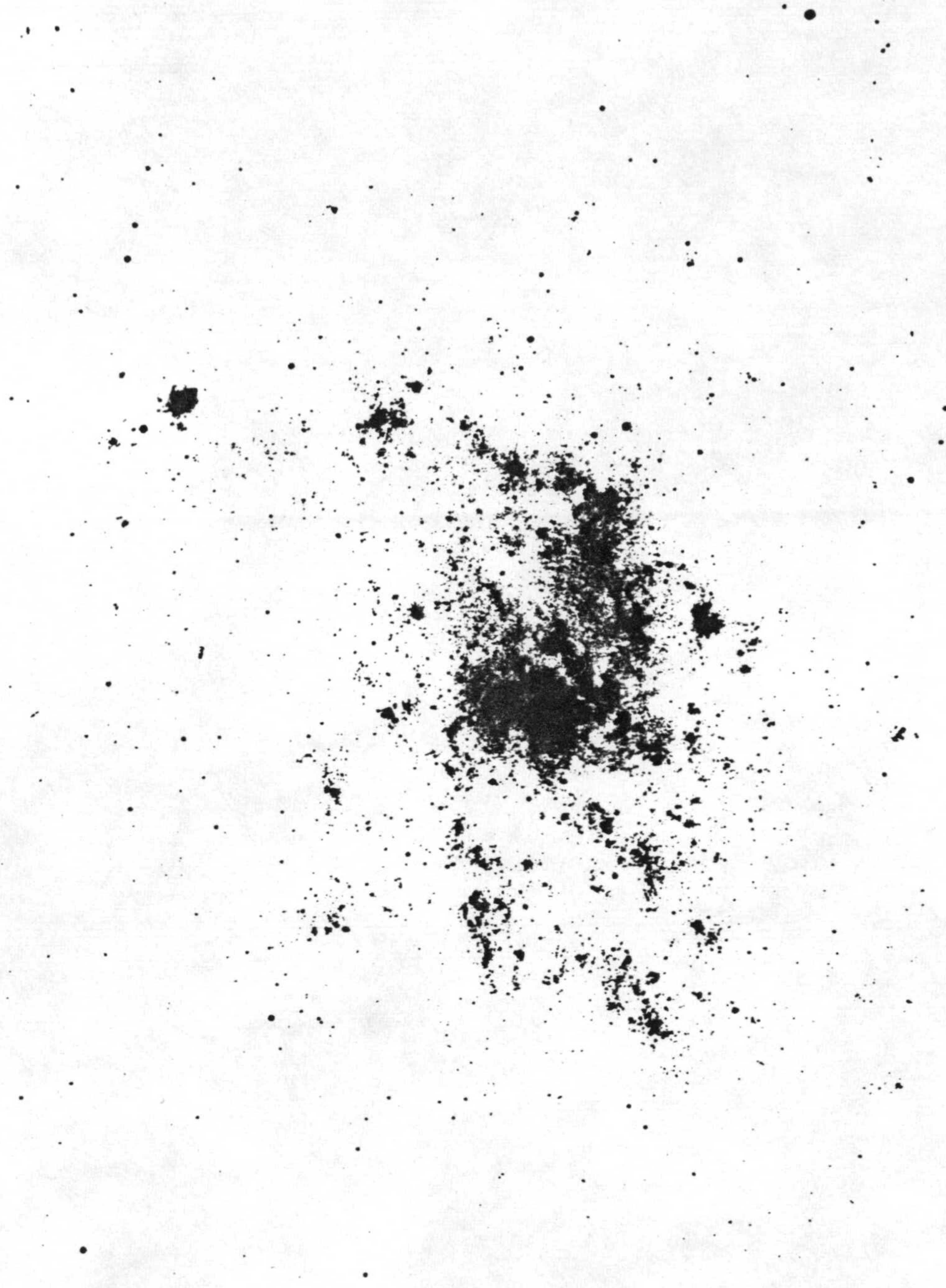


Figura 1.2: En galaxias espirales externas, las regiones H II están concentradas a lo largo de los brazos, y localizadas en el plano galáctico. En la fotografía, regiones H II en la galaxia espiral M 33.



## Capítulo 2

# Espectros Ultravioleta de NGC 604.

### 2.1 Consideraciones generales.

#### 2.1.1 Datos espectroscópicos de la zona observada.

NGC 604 ha sido observada en varias ocasiones en el intervalo ultravioleta, UV, con el satélite IUE, (véase apartado 1.4). Las observaciones se han realizado en baja resolución con la abertura oval, empleando la cámara SWP, (Short Wavelength Prime), en las observaciones de longitud de onda corta; para los espectros de longitud de onda larga, la cámara LWR, (Long Wavelength Redundant), y la LWP, (Long Wavelength Prime), en las observaciones más recientes. Los datos característicos de las observaciones de NGC 604 con el IUE se resumen en la tabla 2.1.

- en la primera columna se da la cámara empleada, y el número con que se identifica la imagen obtenida;
- en la segunda columna, la fecha de observación;
- la tercera columna corresponde al tiempo de exposición en minutos;
- la cuarta columna se refiere a la calidad del foco durante dicha observación, (valores óptimos entre -1.5 y -2.0).
- en la quinta columna, el ángulo de posición, (position angle,  $PA$ ), definido como el ángulo formado por el semieje mayor de la rendija oval y el Norte, medido con sentido de giro Norte-Este.
- en las columnas seis y siete se dan las coordenadas de la posición del centro de la rendija.
- en la columna ocho se da, como referencia, un número de orden a los espectros, que se mantendrá en tablas sucesivas.



| Espectro  | Fecha      | T.E.<br>(min) | Foco  | P.A.<br>(grad) | A.R.<br>1:31: | Dec.<br>30:31: | Ref. |
|-----------|------------|---------------|-------|----------------|---------------|----------------|------|
| SWP 4162  | 5 FEB 79   | 80            | -1.46 | 135            | :42.9         | :44.3          | 1    |
| LWR 3683  | "          | 45            | -1.1  | "              | :42.9         | :43.3          |      |
| SWP 5682  | 30 JUN 79  | 100           | -1.6  | 148            | :42.9         | :41.7          | 2    |
| LWR 4925  | "          | 70            | -0.99 | "              | :42.8         | :43.2          |      |
| SWP 6638  | 26 SEP 79  | 80            | -1.2  | 109            | :42.8         | :43.2          | 3    |
| LWR 5700  | "          | 57            | -2.1  | "              | :43.0         | :38.5          |      |
| SWP 7349  | 9 DEC 79   | 106           | -1.02 | 158            | :43.4         | :40.0          | 4    |
| LWR 6341  | "          | 80            | -1.37 | "              | "             | "              |      |
| SWP 16034 | 13 ENE 82  | 180           | -0.9  | 143            | :44.2         | :39.5          | 5    |
| SWP 16035 | 13 ENE 82  | 188           | -1.0  | 143            | :42.9         | :43.1          | 6    |
| SWP 18449 | 1-2 NOV 82 | 200           | -0.51 | 33             | :42.3         | :47.6          | 7    |
| LWR 14545 | "          | 107           | 1.45  | "              | :43.2         | :45.5          |      |
| SWP 19154 | 31 ENE 83  | 300           | -1.83 | 137            | :44.1         | :49.1          | 8    |
| LWR 15158 | 31 ENE 83  | 135           | -1.44 | "              | :44.1         | :50.0          |      |
| SWP 19181 | 3 FEB 83   | 255           | -1.09 | 136            | :43.1         | :41.3          | 9    |
| SWP 22181 | 1 FEB 84   | 90            | -2.45 | 137            | :42.9         | :44.2          | 10   |
| LWP 2729  | "          | 60            | -1.91 | "              | :43.0         | :46.1          |      |
| SWP 22182 | 1-2 FEB 84 | 60            | -2.24 | "              | :44.1         | :44.8          | 11   |
| LWP 2730  | "          | 45            | -2.20 | "              | "             | "              |      |
| SWP 22183 | 2 FEB 84   | 60            | -1.81 | "              | :44.1         | :44.8          | 12   |
| SWP 22184 | 2 FEB 84   | 40            | -2.59 | "              | "             | "              | 13   |
| SWP 22185 | 2 FEB 84   | 40            | -1.73 | "              | "             | "              | 14   |
| SWP 24508 | 19 NOV 84  | 90            | -2.95 | 23             | :42.9         | :41.6          | 15   |
| SWP 24509 | 19 NOV 84  | 260           | -2.96 | 23             | :43.8         | :41.1          | 16   |

Tabla 2.1: Observaciones de NGC 604 en el intervalo UV. Datos obtenidos con el satélite IUE.



En la figura 2.1, se representa la zona de NGC 604 observada con el IUE, correspondiente al área de la rendija proyectada para el *PA* y coordenadas del centro dadas en la tabla 2.1. En cada caso, la situación del centro de la rendija sobre NGC 604 se ha obtenido por triangulación respecto a las estrellas observadas en el campo, (tabla 2.2), las distancias entre el centro de la zona observada con la rendija y las estrellas de referencia se encuentran en la tabla 2.3.

| Estrella | A.R.       | Dec.       |
|----------|------------|------------|
| 15       | 1:31:41.59 | 30:31:41.5 |
| 14       | 43.23      | 56.8       |
| 6        | 45.62      | 44.7       |
| 21       | 44.24      | 34.4       |
| NI       | 43.33      | 30.2       |
| 13       | 42.47      | 29.6       |

Tabla 2.2: Coordenadas (1950) de las estrellas presentes en el campo de NGC 604, (M.Rosa, comunicación personal)

| Espectro       | 15    | 14    | 6     | 21     | NI    | 13    | Ref. |
|----------------|-------|-------|-------|--------|-------|-------|------|
| N604FE- 5FEB79 | 17.26 | 12.72 | 35.25 | 109.84 | 15.16 | 15.71 | 1    |
| N604JU-30JUN79 | 17.26 | 15.71 | 35.37 | 109.92 | 13.05 | 13.99 | 2    |
| N604SE-26SEP79 | 15.71 | 14.59 | 36.55 | 108.56 | 14.59 | 13.99 | 3    |
| N604DE- 9DEC79 | 17.74 | 24.23 | 38.26 | 109.15 | 8.25  | 5.83  | 4    |
| N604J4-13JAN82 | 33.77 | 21.03 | 18.90 | 126.71 | 14.29 | 24.58 | 5    |
| N604JA-13JAN82 | 16.76 | 13.68 | 35.00 | 109.81 | 13.68 | 14.59 | 6    |
| NWR11T- 1NOV82 | 22.97 | 8.75  | 30.17 | 115.03 | 17.01 | 21.03 | 7    |
| NWR13T-31JAN83 | 33.39 | 13.68 | 20.21 | 125.43 | 21.83 | 28.58 | 8    |
| NWR11S- 3FEB83 | 45.85 | 57.83 | 56.19 | 121.19 | 31.42 | 31.82 | 9    |
| N6041T- 1FEB84 | 5.83  | 20.00 | 46.85 | 98.19  | 22.02 | 15.71 | 10   |
| N6042T- 1FEB84 | 32.61 | 16.24 | 19.78 | 125.36 | 17.74 | 26.09 | 11   |
| N6041S- 2FEB84 | "     | "     | "     | "      | "     | "     | 12   |
| N6042S- 2FEB84 | "     | "     | "     | "      | "     | "     | 13   |
| N6043S- 2FEB84 | "     | "     | "     | "      | "     | "     | 14   |
| N60408-19NOV84 | 17.01 | 15.71 | 35.37 | 109.88 | 13.05 | 13.05 | 15   |
| N60409-19NOV84 | 28.43 | 17.26 | 23.70 | 121.47 | 12.38 | 20.42 | 16   |

Tabla 2.3: Distancia entre el centro de la rendija de observación y las estrellas del campo, (en segundos de arco).



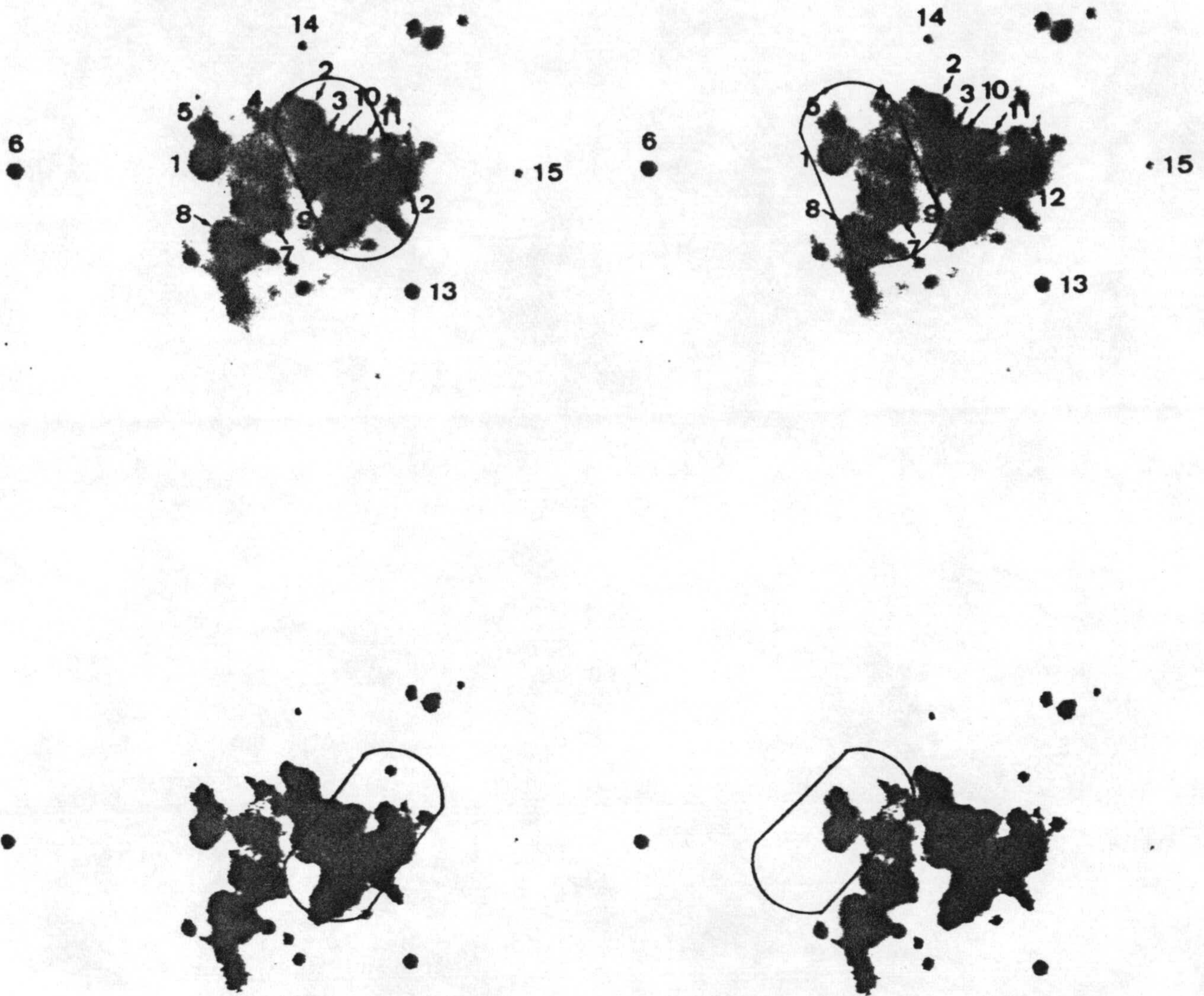


Figura 2.1: Areas de NGC 604 observadas con la rendija oval del satélite IUE. En cada figura se representa la rendija proyectada del IUE, (para un día de observación), sobre una placa azul de NGC 604, (D'Odorico et al., 1979). En la parte superior, las observaciones que cubren la región en conjunto: zona más brillante, espectro SWP24508, (fotografía izda); y parte obscurecida, espectro SWP24509, (fotografía dcha).



### 2.1.2 Procesado de Imágenes.

La imagen UV obtenida se procesa con un esquema tipo, el procesado de imágenes IUE vigente se denomina "Nuevo Procesado de Imágenes", NEW IPS (New Image Processing Software), este sistema genera cuatro ficheros de salida, (ver diagrama de flujo, figura 2.2, columna central), con las denominaciones y características siguientes:

1. *RAW Image*: corresponde a la imagen inicial, dimensiones 768x768 pixels. Contiene además 169 marcas fiduciales, reseau, distribuidas matricialmente a lo largo de la imagen.
2. *Photometrically and Geometrically Corrected Image*: fichero con la imagen inicial corregida simultáneamente de efectos geométricos y fotométricos.
3. *Line-by-Line Spectra*, LBL: imagen espectrofotométrica del objeto observado, obtenida barriendo (paralelamente al espectro) la imagen anterior con una rendija de  $\sqrt{2}$  pixels de área. El espectro resultante es una imagen formada por 55 líneas de pixels, (véase formato en la figura 2.3).
4. *Extracted Spectra*: valores del flujo en función de la longitud de onda. Se extrae realizando barridos sucesivos de la imagen obtenida. Este fichero está constituido, a su vez, por cuatro ficheros:
  - Gross*: espectro del flujo medio de las líneas del espectro obtenido.
  - Background*: espectro promedio del flujo de fondo de cámara.
  - Net*: espectro resultante de la diferencia entre los flujos de los espectros gross y background.
  - Absolutely Calibrated Flux*: espectro Net calibrado.

El sistema NEW IPS presenta mejoras fundamentales respecto al sistema de procesado empleado anteriormente, (denominado OLD IPS, columna izquierda de la figura 2.2):

- En el OLD IPS, la corrección geométrica se realizaba por interpolación entre los reseau, esto supone la reordenación de los puntos de la imagen inicial, generándose un fichero nuevo de la imagen sobre el que se realizaba la corrección fotométrica, con el inconveniente de que la reorganización de los datos puede ocasionar errores fotométricos que hay que corregir. La corrección fotométrica se realiza mediante 768x768 curvas de respuesta, ITF (Intensity Transfer Function), cada una de ellas correspondiente a un pixel de la imagen; mediante las curvas ITF, un pixel con valor de flujo total FN (Flux Number), toma un valor discreto entre 0 y 255, en la escala DN (Data Number).
- Con el tratamiento NEW IPS, no se reordena la imagen sino que a cada pixel se le asocia, por interpolación bilineal, su ITF correcta, obteniéndose directamente el valor que le corresponde en la escala DN. Asimismo, en el NEW IPS la resolución espectral se ha duplicado, ya que en la extracción del espectro se ha doblado el número de puntos sobre los que se realiza el muestreo, (con salto de  $\sqrt{2}/2$  en lugar de  $\sqrt{2}$  antiguo).



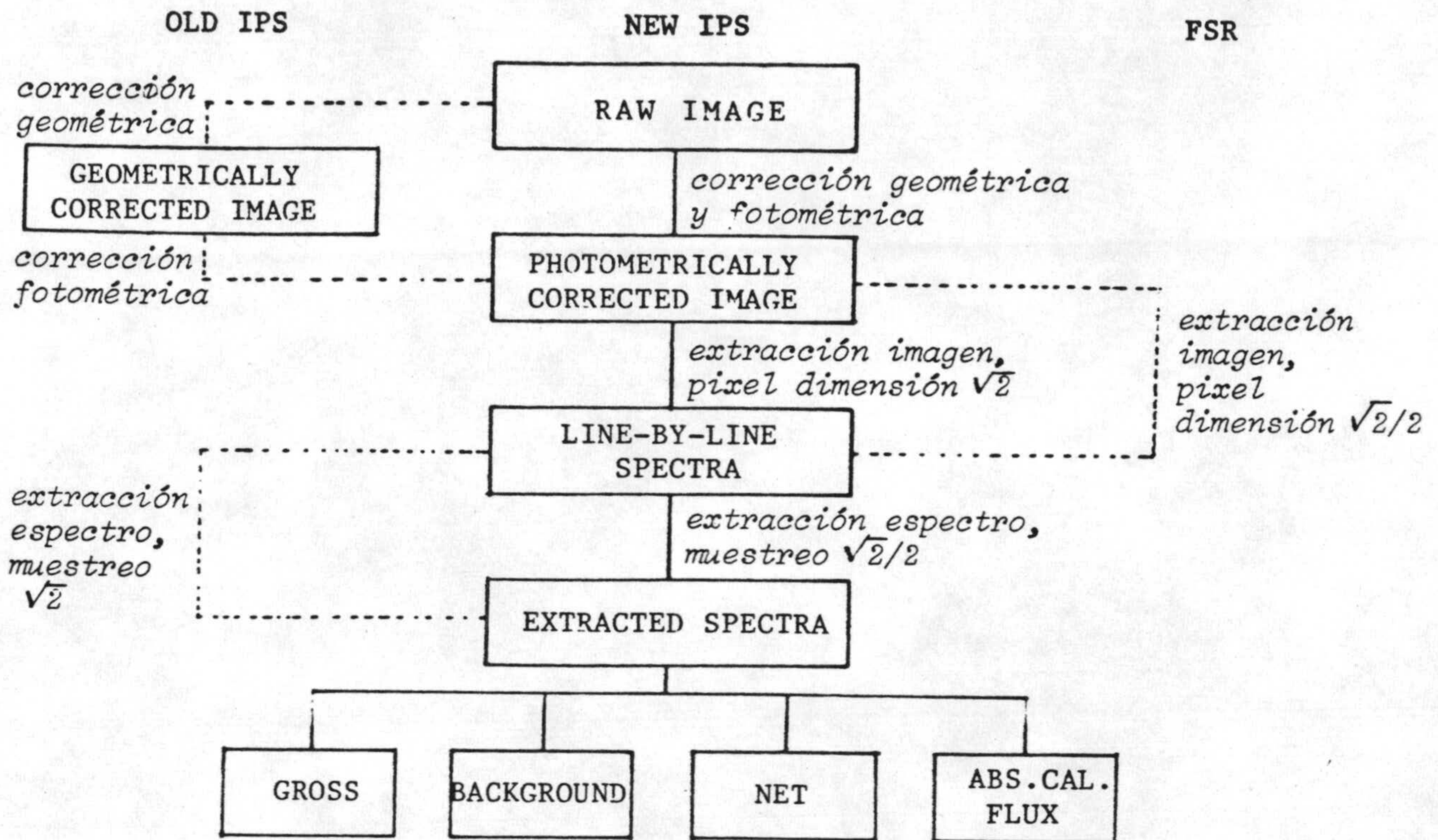


Figura 2.2: Esquema del procesado de las imágenes obtenidas con el IUE.



Por otro lado, al incrementar la resolución espectral no se cambió el formato original del espectro Line-by-Line de forma que no se varió la dimensión,  $(\sqrt{2})$ , del pixel. En la actualidad, se puede emplear el programa "Resolución Espacial Completa", FSR, (Full Spatial Resolution, columna derecha de la figura 2.2), que presenta ya el espectro LBL con las mismas dimensiones con que se realiza el muestreo para la extracción del espectro final. Formalmente hablando, el procedimiento FSR repercute únicamente en la presentación visual del espectro LBL, quedando constituido por 55 líneas de las que las 30 centrales corresponden al espectro obtenido, (en lugar de las 15 líneas que se tenía en la presentación NEW IPS y en la más antigua, OLD IPS), sin embargo, al reducir de esta forma las dimensiones del pixel, se aumenta la resolución espacial de la fuente observada, (véase esquema en la figura 2.3).

El incremento en la resolución espacial del espectro LBL es muy importante en el estudio de fuentes extensas, ya que:

1. Cuando se observa una fuente puntual con la rendija oval del satélite, (20" x 10"), el apuntamiento se realiza de manera que la estrella quede justo en el centro de la rendija, y, por tratarse de un objeto puntual, la orientación de la rendija con respecto a la fuente no afecta de ninguna forma a los espectros obtenidos, y el perfil de distribución del flujo total sería una gaussiana.
2. En el caso hipotético de la observación de una fuente extensa y regular, con distribución estelar homogénea y uniforme, el apuntamiento se realizaría haciendo coincidir el centro de la región con el de la rendija, las variaciones en el  $PA$  no afectarían, y el perfil de flujo sería más ancho pero seguiría siendo simétrico.
3. La observación de una fuente extensa irregular, como es el caso de una región H II, presenta características diferentes:

Al observar una fuente extensa, el apuntamiento se realiza centrando el grupo de estrellas con respecto a la rendija oval; sin embargo, las dimensiones de la fuente pueden ser mayores que el tamaño de la rendija y, por tanto, sólo será posible observar una parte de ella.

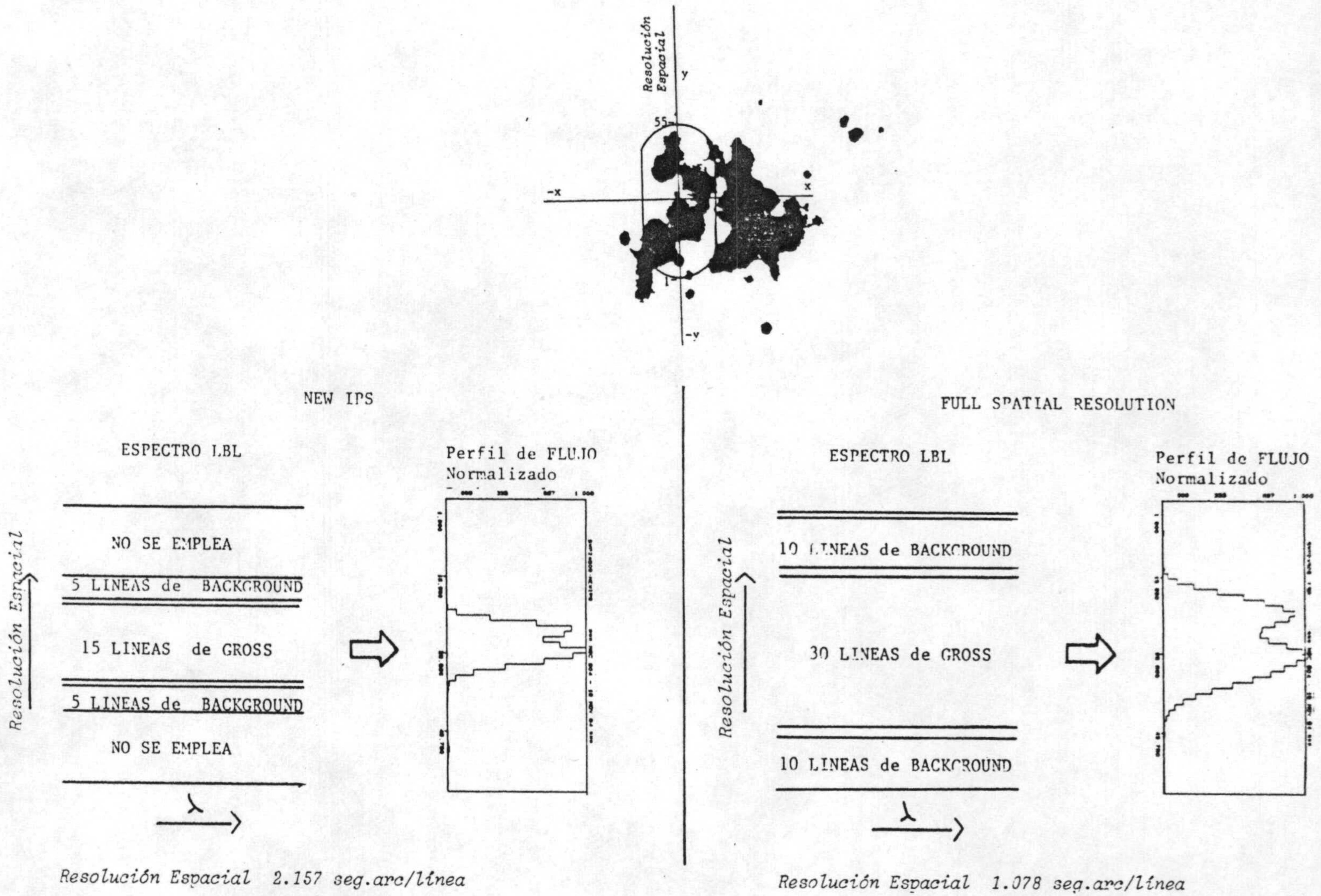
Teniendo en cuenta la variación anual del  $PA$ , aún cuando el centro de la rendija coincidiera con el mismo punto de la fuente en todas las observaciones, la zona observada habrá variado, obteniéndose espectros distintos según la fecha de observación; en estos casos, el procedimiento para determinar la posición de la rendija es el examen de la imagen espectrofotométrica y de su perfil de flujo, (véase apartado 2.2.1).

### 2.1.3 Preparación de las imágenes.

Para cada una de las observaciones de NGC 604 realizadas con el IUE, (tabla 2.1), se ha empleado el espectro LBL, con resolución espacial completa, (FSR), y el espectro Net, con el procesado NEW IPS, (véase apartado anterior). Ambos espectros, LBL y Net, han sido preparados con un formato homogéneo, el intervalo espectral considerado en las imágenes de la cámara SWP será 1232 – 1950Å, (en lugar 1152 – 1950Å, para dejar excluida la línea  $Ly_{\alpha}$  geocoronal); las imágenes de la cámara LWR, (ó LWP), abarcan el intervalo



Figura 2.3: Esquema del formato del espectro LBL y de la extracción de su perfil de flujo con el procesado NEW IPS y NEW IPS con FSR. Nótese el aumento en la resolución espacial obtenida.





1952 – 3200 Å y, en ambos casos, el paso es 2 Å; todas las imágenes están calibradas, y, en todos los espectros, el flujo es el recibido en unidades  $10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$ .

El perfil de flujo total de cada espectro se ha obtenido sumando los valores del flujo, FN, de cada línea del espectro LBL en el intervalo de longitud de onda correspondiente, (1232 – 1950 Å, ó 1952 – 3200 Å), cada perfil está normalizado respecto a su propio nivel de flujo de fondo de cámara, las 30 líneas centrales de la distribución resultante corresponden al espectro observado, (véase esquema fig. 2.3).

Por último, los espectros Net se han corregido por enrojecimiento de la Galaxia considerando el valor  $E_G(B - V) = 0.03$ , (véase apartado 3.2.3), y empleando la curva de Savage y Mathis, (1979).

## 2.2 Método para el estudio de los espectros Line-by-Line y Net.

NGC 604 es una fuente de dimensiones mucho mayores que la rendija oval del IUE, por lo que, en cada caso, la parte observada puede corresponder a una zona distinta de la región, (véase 2.1.2.). En este apartado se expone el método seguido para determinar la relación entre el área de NGC 604 observada, y el espectro obtenido en cada caso.

### 2.2.1 Espectros Line-by-Line, LBL.

#### Análisis individual de los espectros LBL.

El análisis individual, de las distintas imágenes espectrofotométricas, permite: i). encontrar la correspondencia entre el perfil de flujo obtenido y la forma de la distribución estelar de NGC 604, ii) localizar exactamente la zona observada, iii) interpretar de una forma correcta el espectro obtenido. Para ello, se emplea un método basado en:

1. Medir las coordenadas exactas de los reseau y pixels saturados presentes en el espectro, para ser descartados del espectro obtenido, (que se distinguen claramente en el espectro LBL, y no en el Net).
2. Análisis del perfil de flujo del espectro LBL que permita relacionar la distribución de flujos obtenida con la zona de NGC 604 observada: i). La posición de la línea central del perfil observado proporciona el desplazamiento real entre centro de la zona observada y el centro teórico, (situado en la línea 28); ii). la posición y anchura a medio máximo da una idea de la uniformidad de la distribución estelar de la zona central observada; iii). el perfil de flujo, en principio, debe ser gaussiano, por tanto las asimetrías indican una forma irregular en la distribución estelar; el valor del factor de asimetría, si existe, y su situación respecto al máximo de la distribución se ha obtenido ajustando el perfil observado a una distribución gaussiana única y añadiendo un término de asimetría; iv). la calidad y forma del ajuste, y las diferencias en la base del perfil, proporcionan el número de componentes que han contribuido al espectro obtenido.



## Estudio comparativo de los espectros Line-by-Line obtenidos.

Para obtener las variaciones en la zona abarcada por la rendija entre las distintas observaciones se han realizado dos análisis:

1. Comparación de los espectros SWP y LWR obtenidos en un mismo día de observación, si la zona observada con ambas cámaras es la misma, los espectros obtenidos son complementarios, en este caso, se considera un único espectro de la región a lo largo de todo el intervalo UV observable con el IUE, 1152 – 3200Å. En este caso, la única variación posible en el campo observado es el desplazamiento a lo largo del eje mayor de la rendija oval empleada; el factor de escala es: una diferencia de una línea entre los máximos de dos perfiles de distribución de flujo, indica un desplazamiento de 0".67 del centro de la rendija a lo largo de su eje mayor entre ambas observaciones, es decir, el desplazamiento de un pixel supone una variación del 3.4% en el campo real observado en la dirección determinada por el ángulo de posición, *PA*.
2. Comparación de los espectros obtenidos con una misma cámara, SWP (ó LWR), si la zona abarcada por la rendija en cada una de las observaciones es la misma, los espectros obtenidos se pueden sumar, reduciéndose el ruido. En esta comparación, hay que considerar, asimismo, la variación del *PA*. Teniendo en cuenta la calidad de los espectros, se han empleado las imágenes SWP para encontrar las diferencias, y las LWR como comprobación de los resultados. Para encontrar espectros similares por grupos, se ha tomado un primer espectro patrón y, en función de los resultados obtenidos, se han ido permutando. Por último, los espectros obtenidos con la misma cámara con una diferencia de medio año, el campo observado no varía por efecto del *PA*; los perfiles resultantes son antisimétricos, el efecto se elimina con la inversión especular de uno de ellos; los perfiles corregidos por inversión se han comparado para estimar los márgenes de repetividad de las observaciones.

### 2.2.2 Espectros Net.

El procedimiento seguido para determinar analogías y diferencias reales entre los espectros obtenidos, se basa en:

1. Análisis de las características de los espectros Net, considerando la presencia (o ausencia) e intensidad de las líneas, y comparando el nivel general de flujo de continuo.
2. Variación relativa de las líneas entre los distintos espectros que proporcione los niveles de repetividad de las observaciones.
3. Variación relativa del nivel de flujo del continuo entre espectros, a lo largo de todo el intervalo ultravioleta; con ella se determina si existe alguna porción de una zona excluida entre observaciones.



## 2.3 Los espectros UV de NGC 604.

### 2.3.1 Espectro Line-by-Line, LBL.

Del estudio de los espectros LBL descrito, (apartado 2.2.1), se concluye que:

1. Los espectros SWP 24508 y SWP 24509, (observaciones propias, Nov'84), abarcan la región NGC 604 completa, (parte Oeste y Este respectivamente), cada espectro presenta dos componentes bien delimitadas, (véase fig. 2.4), y que corresponden a los grupos de estrellas, (Norte y Sur), observados en la placa fotográfica, (figura 2.1).
2. Los restantes espectros, tienen una componente principal, algunos presentan una componente secundaria de intensidad menor, (por ejemplo, los espectros de Sep'79), que, en cada caso, coincide con la posición de un grupo de estrellas próximo incluido, en parte, en la zona observada por la rendija. Asimismo, la asimetría de los perfiles de flujo total son consecuencia de la distribución estelar de la zona observada en cada caso; en la tabla 2.4 se presentan los resultados más significativos: en la primera columna se da el nombre del espectro; en la segunda, la línea central de perfil, (entre paréntesis el centro de la segunda componente, si existe); en la tercera la anchura a medio máximo; en la cuarta la asimetría del perfil, (valores negativos para la zona previa al máximo). En la figura 2.5, se compara el perfil de flujo observado y con el perfil resultante del ajuste.

| Espectro  | Centro  | FWHM  | Asimetría | Comentarios       | Ref. |
|-----------|---------|-------|-----------|-------------------|------|
| SWP 4162  | 25      | 7     | 0.31      | Indicios de 2comp | 1    |
| LWR 3683  | 29      | 7     | 0.24      | Indicios de 2comp |      |
| SWP 5682  | 28      | 8     | -0.03     |                   | 2    |
| LWR 4925  | 28      | 8     | -0.24     |                   |      |
| SWP 6638  | 29 (21) | 8 (3) | 2comp     | comp.secundaria   | 3    |
| LWR 5700  | 28 (20) | 7 (3) | 2comp     |                   |      |
| SWP 7349  | 26      | 9     | 0.31      |                   | 4    |
| LWR 6341  | 25      | 8     | 0.37      |                   |      |
| SWP 16035 | 28      | 8     | 0.01      |                   | 6    |

Tabla 2.4: Resultados obtenidos en el estudio de los espectros LBL de NGC 604.

3. En las observaciones realizadas un mismo día, los desplazamientos a lo largo del eje mayor de la rendija oval no producen variaciones apreciables en el campo observado, (a excepción del espectro LWR de Feb'79 que tiene una componente secundaria), por tanto, en general, los espectros SWP y LWR son complementarios, (en la tabla 2.5 se presentan los resultados más relevantes; la figura 2.6 corresponde a la superposición simple de perfiles SWP y LWR obtenidos el mismo día).



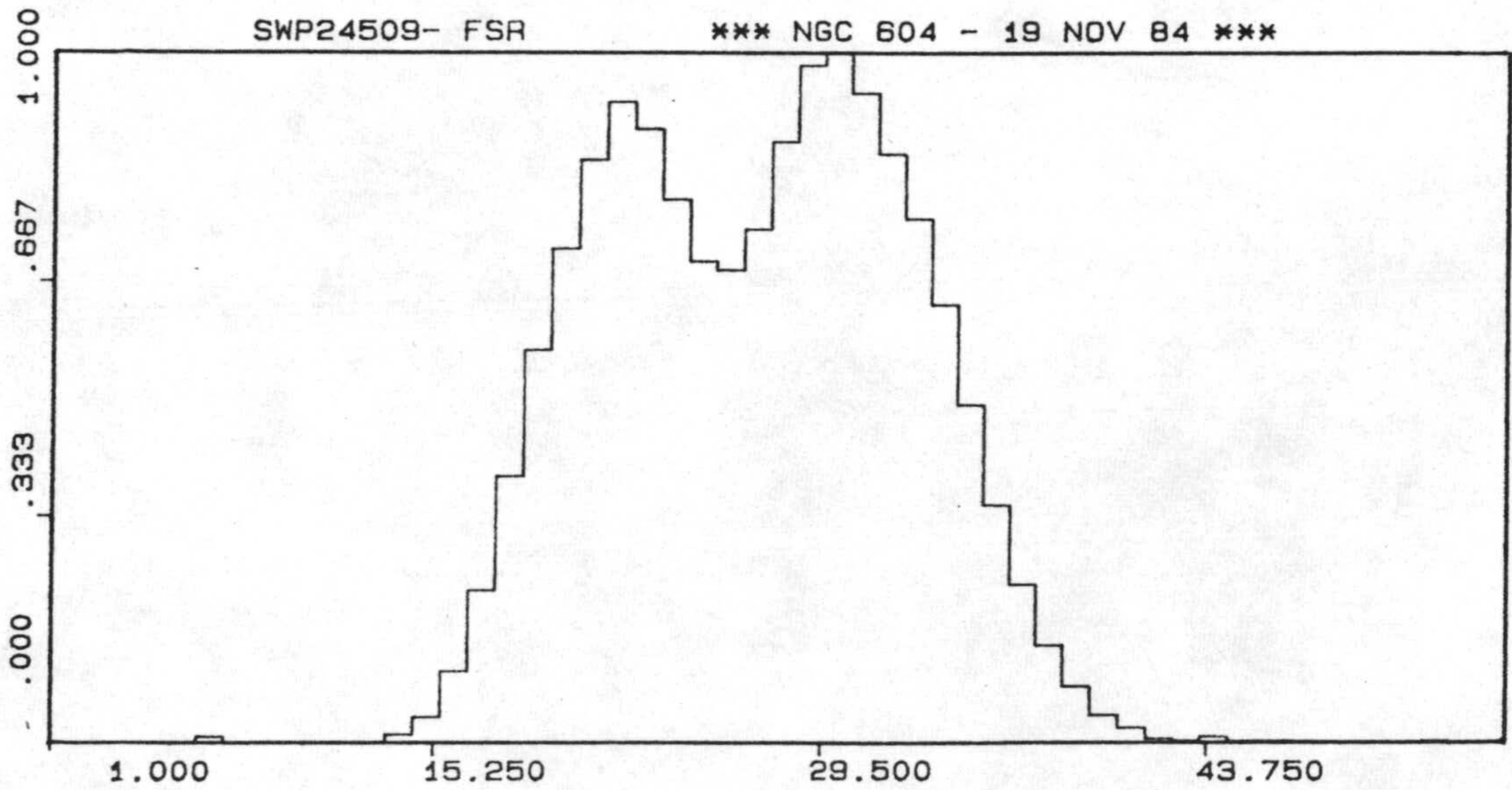
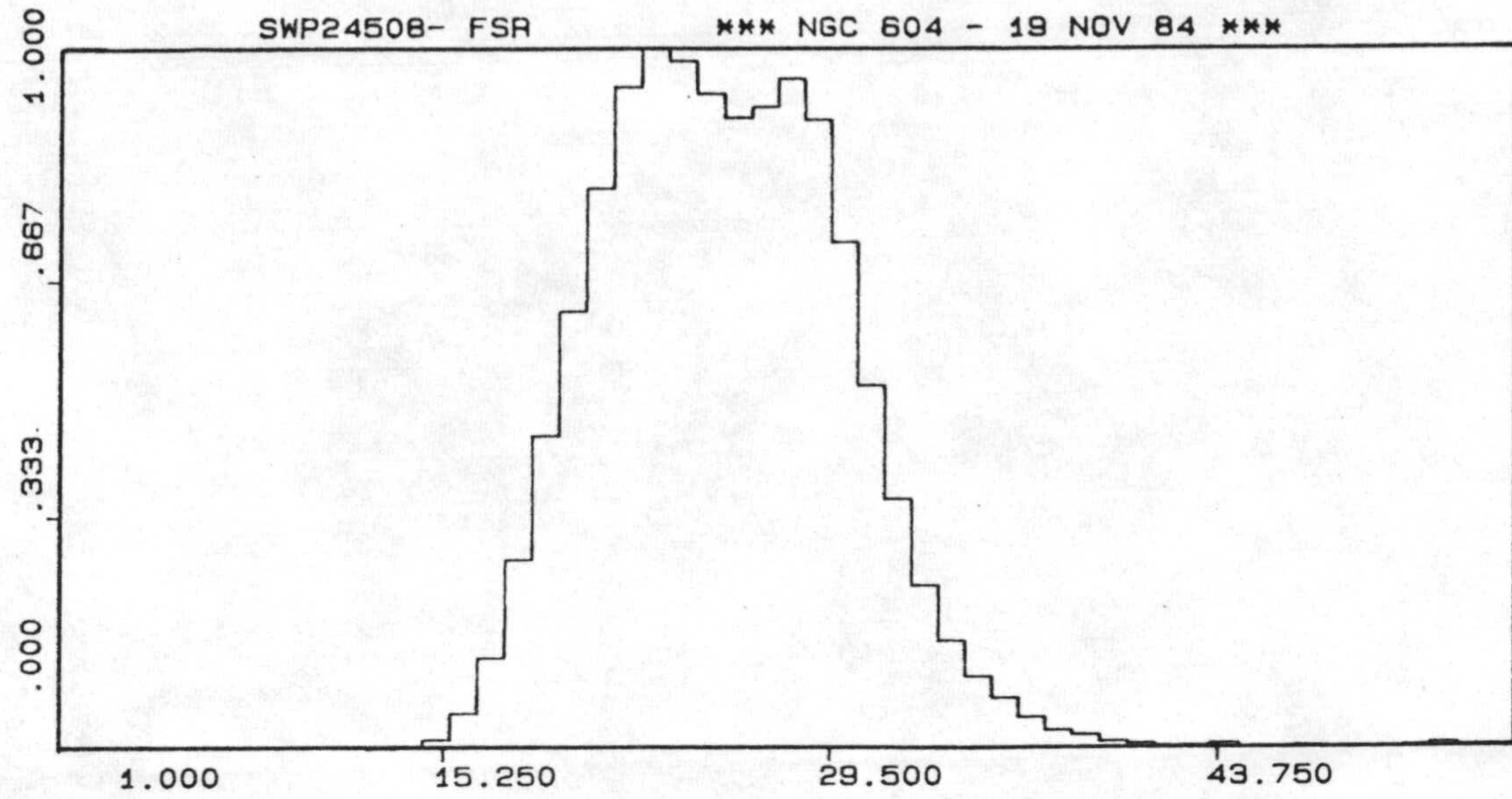


Figura 2.4: Perfiles de flujo de los espectros UV de NGC 604, (observaciones propias). Arriba: zona más brillante, Oeste, (SWP 24508); abajo: zona obscurecida, Este, (SWP 24509). Cada uno de los perfiles muestra dos componentes, Norte y Sur.



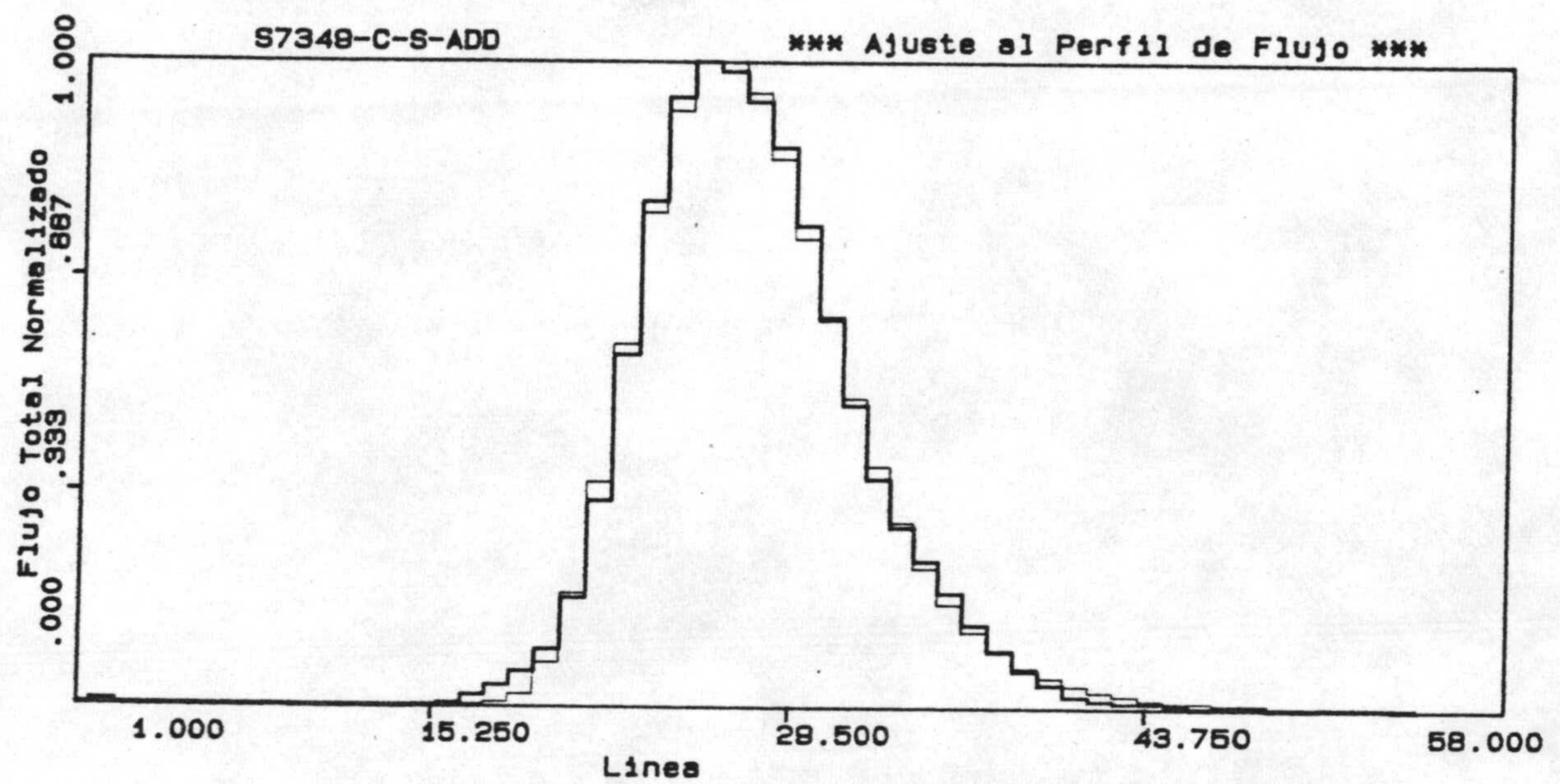


Figura 2.5: Perfil de flujo de un espectro UV de NGC 604 observado, (línea gruesa), comparado con el perfil resultante del ajuste, (trazo más fino).



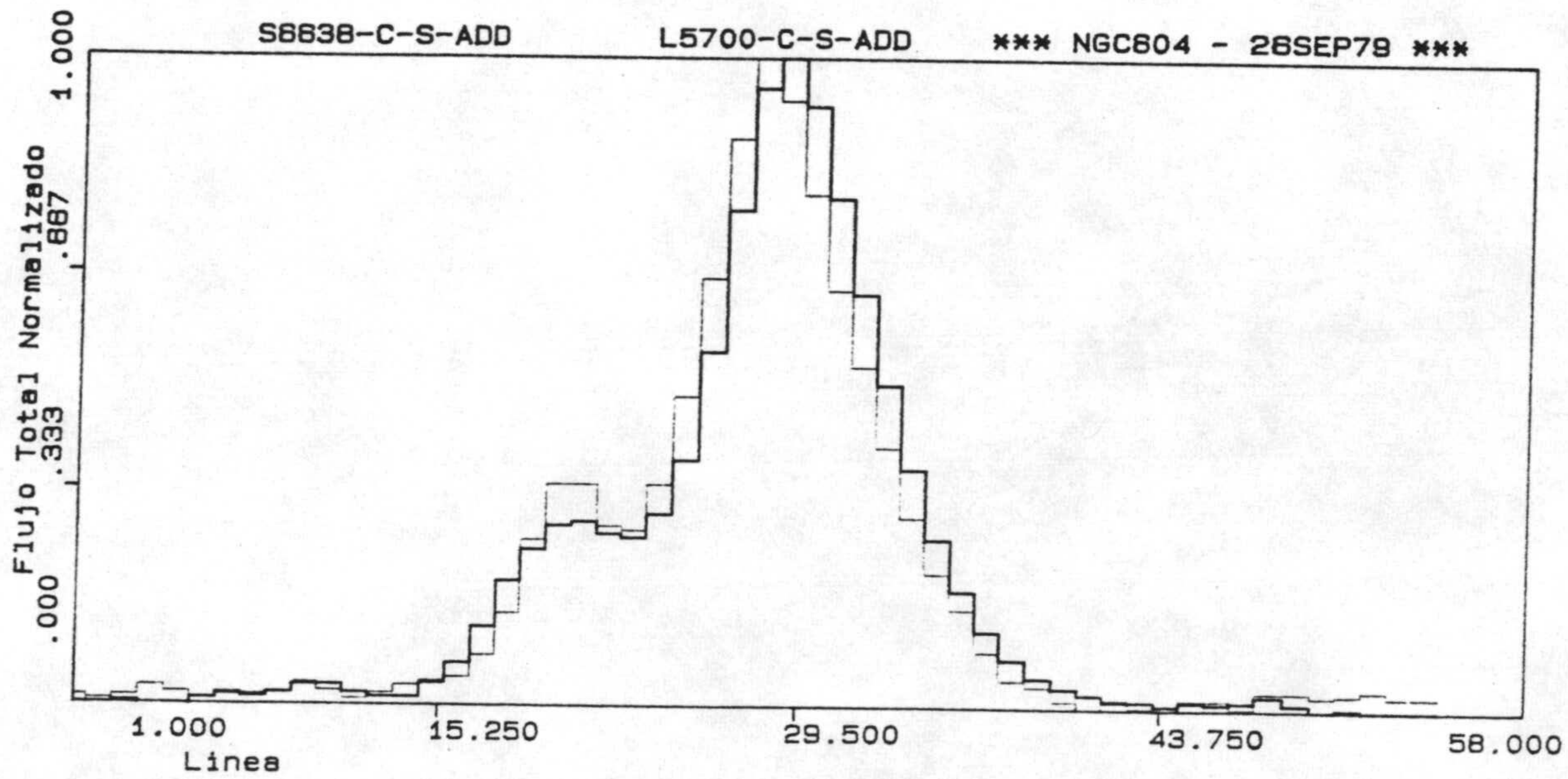
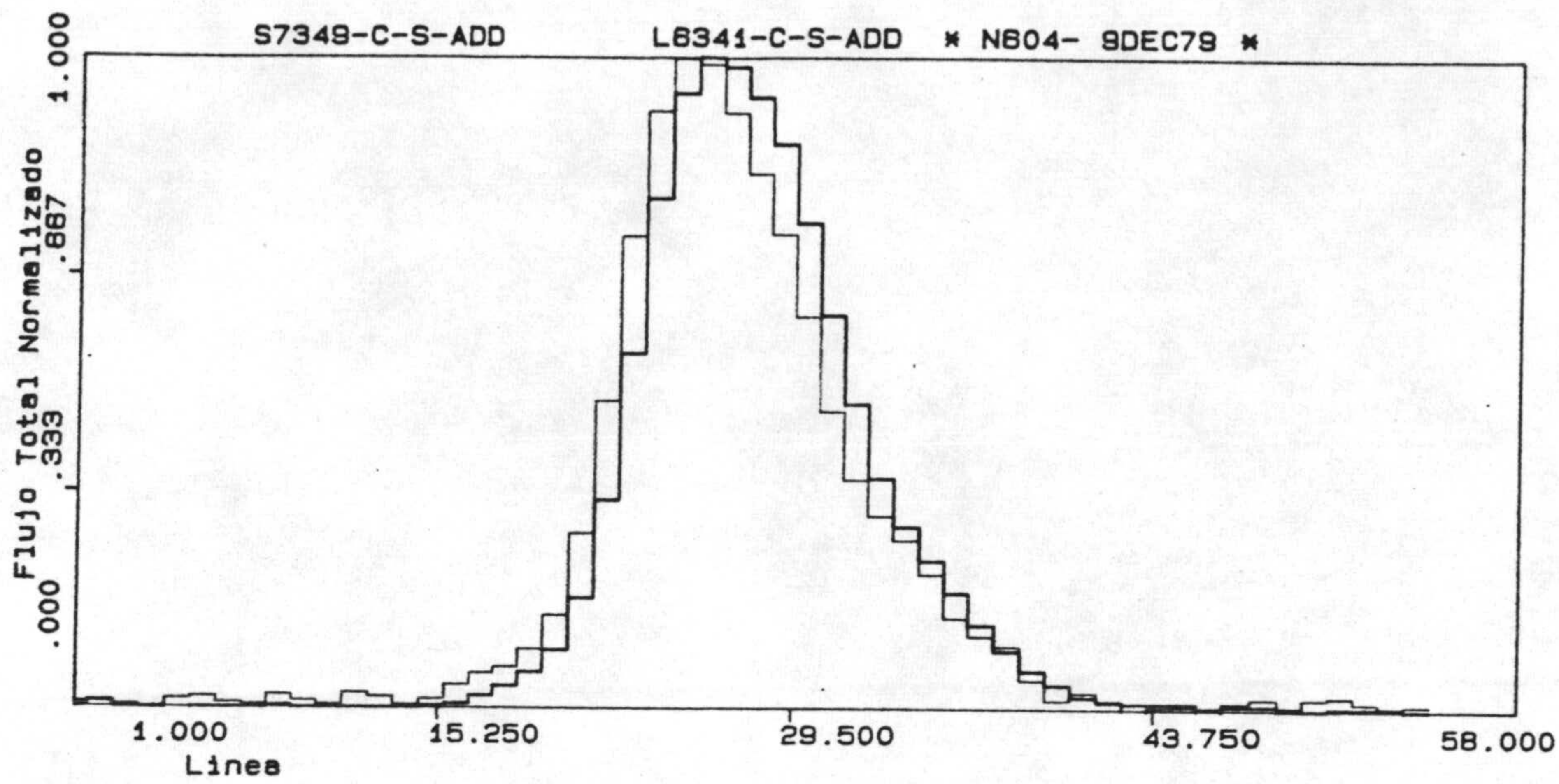


Figura 2.6: Comparación entre perfiles de flujo total obtenidos el mismo día con cada una de las cámaras, el trazo grueso corresponde al perfil de la cámara SWP. Arriba: perfiles de espectros SWP y LWR con una componente; abajo: perfiles de espectros SWP y LWR con dos componentes.



| Espectro       | despl. máx. pixels | var. flujo % | despl. campo " | var. campo % | incide campo | coment. | Ref. |
|----------------|--------------------|--------------|----------------|--------------|--------------|---------|------|
| N604FE- 5FEB79 | 3                  | 1.9          | 2.01           | 10.2         | si           | LWR(2c) | 1    |
| N604JU-30JUN79 | 1                  | 0.8          | 0.67           | 3.4          | no           |         | 2    |
| N604SE-26SEP79 | 1                  | 2.3          | 0.67           | 3.4          | no           |         | 3    |
| N604DE- 9DEC79 | 1                  | 1.9          | 0.67           | 3.4          | no           |         | 4    |

Tabla 2.5: Comparación del perfil de flujo de los espectros tomados un mismo día con distinta cámara.

- Comparando los espectros tomados con una misma cámara, las variaciones en el campo observado (tabla 2.6), se deben a la presencia de una componente secundaria en el espectro obtenido. La variación relativa mínima en el campo observado se obtiene para los espectros tomados con una diferencia de medio año, (inversión), (véase tabla 2.6), en las figuras 2.7 se presentan los resultados gráficamente.

| Espectro          | despl. máx. pixels | var. campo % | incide campo | coment.   | Ref. |
|-------------------|--------------------|--------------|--------------|-----------|------|
| SWP 4162- 5FEB79  | 3                  | 1.9          | no           |           | 1    |
| SWP 5682-30JUN79  | -                  | -            | -            | -         | 2    |
| SWP 6638-26SEP79  | 1                  | 8.0          | si           | 2comp     | 3    |
| SWP 7349- 9DEC79  | 0                  | 0.6          | no           | Inversión | 4    |
| SWP 16035-13ENE82 | 0                  | 0.7          | no           | Inversión | 6    |

Tabla 2.6: Variación del campo observado con la cámara SWP, (espectro patrón SWP5682).

### 2.3.2 Espectros (Net) de NGC 604.

Teniendo en cuenta los resultados obtenidos con los espectros LBL, para el estudio de los espectros UV de NGC 604, (espectros Net), los datos observados se pueden agrupar:

- según la zona observada, en : Oeste, (brillante), y Este, (obscurcida); cada zona dividida en dos componentes: Norte, (1c), y Sur, (2c), y,
- en función del *PA*, el espectro puede corresponder a la zona completa, o a una parte, de ella;



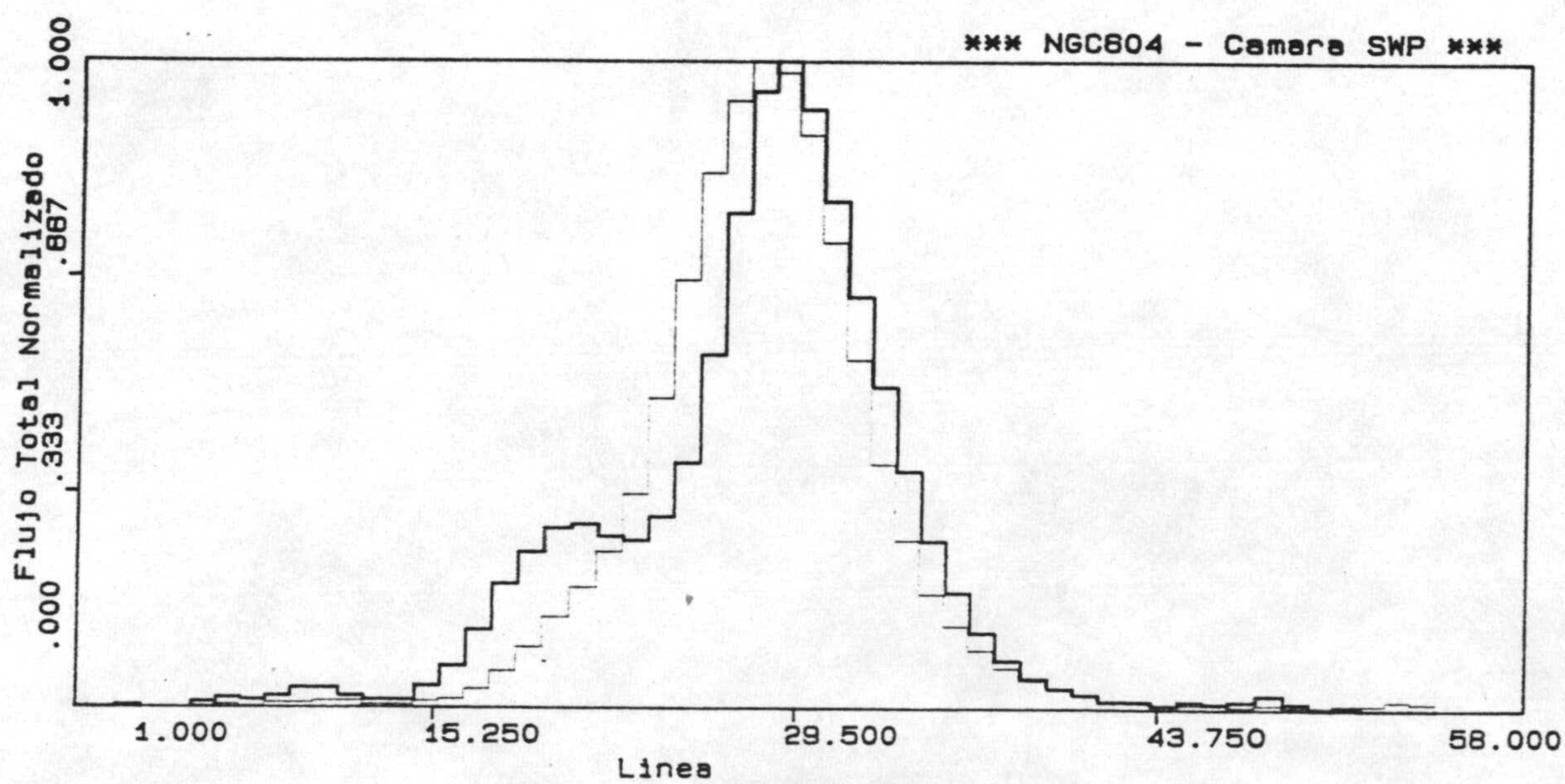
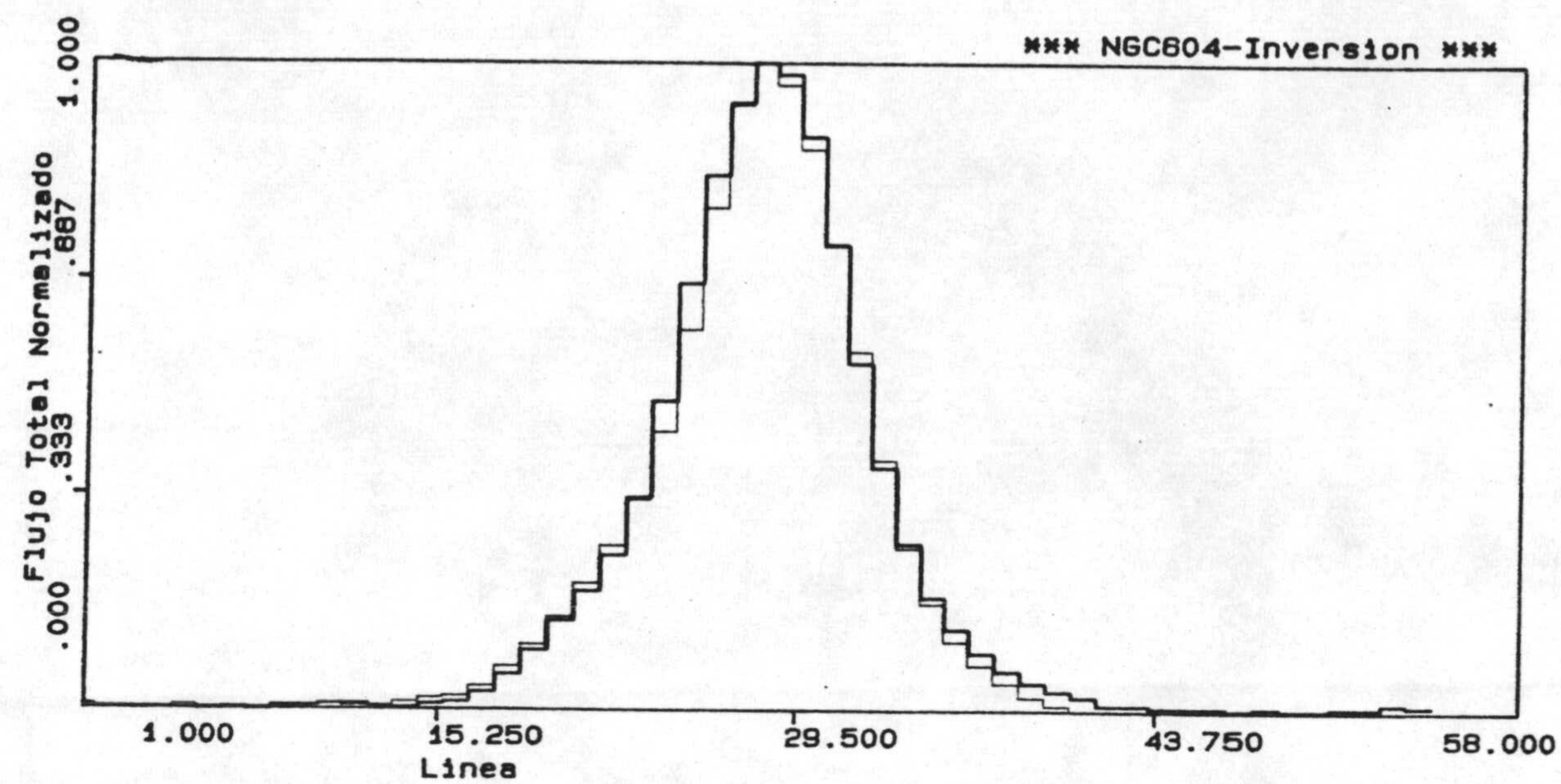


Figura 2.7: Comparación entre perfiles de flujo total de espectros obtenidos con la cámara SWP. Arriba: espectros obtenidos con una diferencia de medio año, (inversión); abajo: superposición de perfiles de espectros con una y con dos componentes.



- junto al grupo de estrellas principal, (p), puede existir parte de un grupo de estrellas secundario, (s).

En la tabla 2.7 se resumen las características de los resultados obtenidos.

| Espectro       | Zona  | N-Comp. | Area Observada  | Coment. | Ref. |
|----------------|-------|---------|-----------------|---------|------|
| N60408-19NOV84 | Oeste | 2p      | N + S           |         | 15   |
| NWR11T- 1NOV82 |       | 2p      | N + S(70%)      |         | 7    |
| NWR11S- 3FEB83 |       | 1p      | N               |         | 9    |
| N604FE- 5FEB79 |       | 1p      | N(40%) + S(70%) |         | 1    |
| N604JU-30JUN79 |       | 1p      | N(30%) + S      |         | 2    |
| N604DE- 9DEC79 |       | 1p      | N               |         | 4    |
| N604JA-13JAN82 |       | 1p      | N(20%) + S(80%) |         | 6    |
| N604SE-26SEP79 | O(+E) | 1p+1s   | N(60%) (+E)     | ruido   | 3    |
| N6041T- 1FEB84 | O(+E) | 1p+1s   | N(30%) +        | ruido   | 10   |
| N60409-19NOV84 | Este  | 2p      | N + S           |         | 16   |
| NWR13T-31JAN83 |       | 1p      | N               |         | 8    |
| N6042T- 1FEB84 |       |         | N               | ruido   | 11   |
| N604J4-13JAN82 |       | 1p+1s   | N + S(30%)      | ruido   | 5    |
| N6041S- 2FEB84 | E(+O) | 1p+1s   | N (+ O-N(20%))  | ruido   | 12   |
| N6042S- 2FEB84 |       | "       | "               | ruido   | 13   |
| N6043S- 2FEB84 |       | "       | "               | ruido   | 14   |

Tabla 2.7: Características de las observaciones UV de NGC 604.

Todos las observaciones con espectro SWP y LWR, de un mismo día se toman como un sólo espectro en el intervalo 1152 – 3200Å. Los espectros con datos del UV lejano únicamente, 1232 – 1950Å, tienen características análogas a los espectros del intervalo UV completo de la misma zona, dado que la información más importante de la zona observada se encuentra en el intervalo de longitud de onda corta, es igualmente correcto comparar resultados con los datos que cuentan con el espectro SWP únicamente.

Las características generales de los espectros UV de NGC 604 son muy similares: en el intervalo de longitud de onda más corta,  $\lambda < 1950\text{Å}$ , presentan líneas de emisión intensas de origen estelar, líneas de absorción estelares e interestelares, y perfiles de tipo P-Cygni. En el intervalo 1952 – 3200Å, los espectros tienen un nivel de ruido considerable, no se detectan líneas a excepción de la correspondiente al MgII, (en la figura 2.8, se muestra uno de los espectros UV de NGC 604, en el que se representan sus líneas más características).

El nivel de continuo observado es muy elevado en el UV lejano, pierde intensidad rápidamente, para adquirir un nivel bajo y prácticamente constante en el UV próximo.

Las características espectrales mencionadas corresponden a las de la población estelar joven, formada por estrellas luminosas de los primeros tipos espectrales con pérdida de masa.

Las diferencias entre los espectros se pueden agrupar según la zona observada:



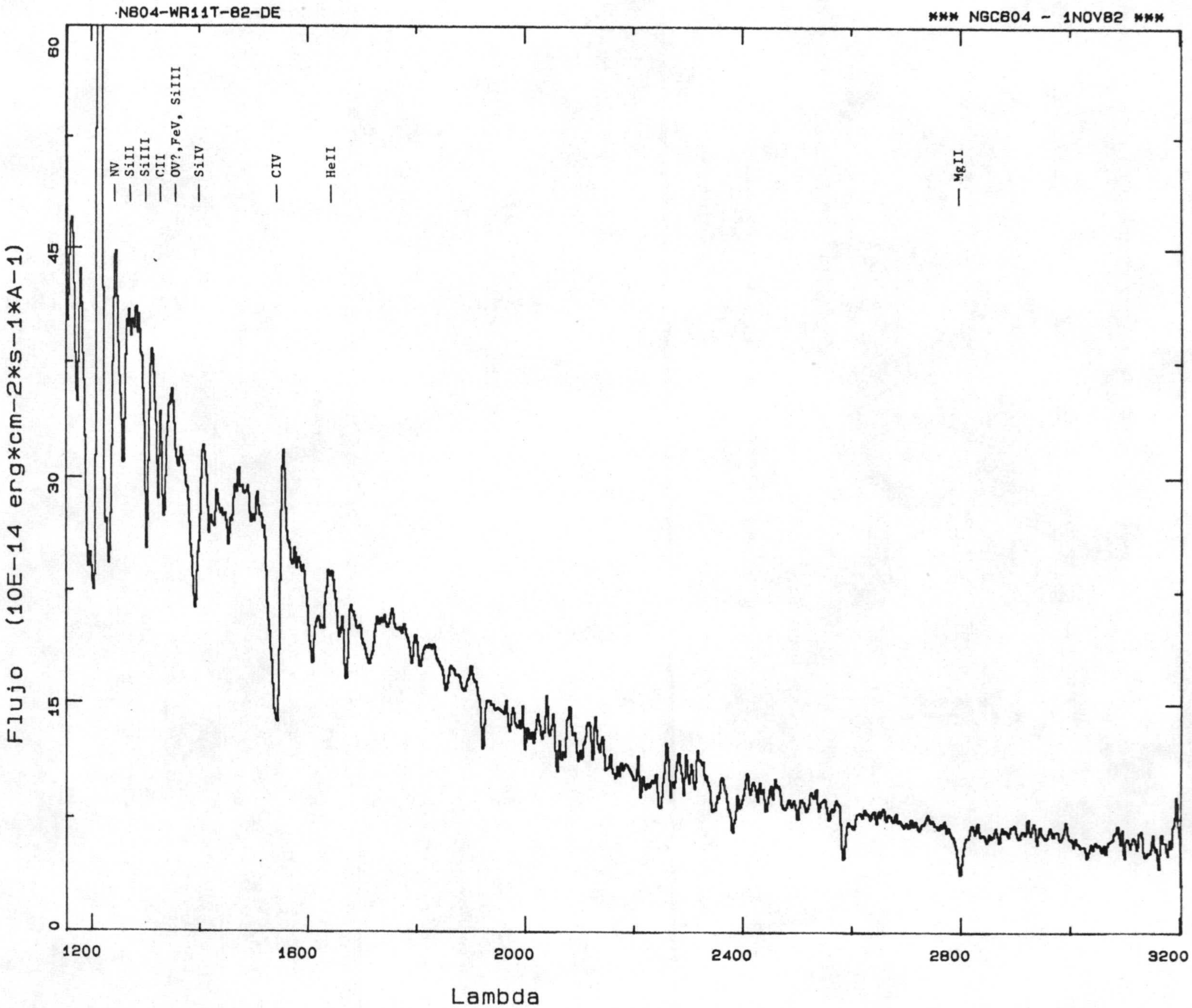


Figura 2.8: Líneas más características de los espectros UV de NGC 604.



1. Los perfiles P-Cygni de NV, SiIV y CIV, están presentes en todos los espectros, los obtenidos en la parte brillante, (Oeste) son mucho más intensos que los de la zona oscurecida, (Este).
2. La línea HeII,  $\lambda = 1640\text{\AA}$ , es muy intensa en la parte brillante, (especialmente en la parte Oeste-Norte), y mucho menor en el Este.
3. En los espectros de la parte brillante se observa una banda de emisión entorno a  $\lambda = 1486\text{\AA}$ , (que pudiera corresponder a emisión de NIV), y un perfil P-Cygni en  $\lambda = 1718\text{\AA}$ , identificable como NIV, SiIV ó una mezcla de ambos.
4. Los espectros de la parte oscurecida, (Este), tienen emisión a  $\lambda = 1750\text{\AA}$ , y  $\lambda = 1910\text{\AA}$ , probablemente de origen nebuloso, que no se detecta en la zona Oeste.
5. El continuo estelar de la parte brillante aumenta rápidamente al disminuir la longitud de onda, en la parte oscurecida el efecto es menos pronunciado; algunos espectros de la parte brillante tienen también niveles de continuo diferentes, que pueden explicarse por las distintas orientaciones de la rendija, (PA), sobre la zona brillante.
6. En longitud de onda larga no se detecta ninguna línea de emisión ni la banda de absorción a  $\lambda = 2200\text{\AA}$ ; en este intervalo, el nivel del continuo se mantiene prácticamente constante.



## Capítulo 3

# Análisis de los Datos Ultravioleta.

Los espectros UV de NGC 604 se deben a la emisión de las estrellas luminosas y jóvenes presentes en la región.

En este capítulo se expone el procedimiento empleado para el estudio de la población estelar en NGC 604, (esquema general, fig. 3.1):

Para el análisis cuantitativo de los espectros UV de NGC 604; se ha desarrollado un programa de ajuste que reproduzca los espectros observados mediante una combinación de estrellas de distintos tipos espectrales; el programa creado es de propósito general, (no específico), y dado que, aparte de la buena calidad del ajuste, no se impone ninguna restricción previa, este programa podrá ser empleado en estudios similares de otras regiones H II o grupos estelares con concentración elevada. Las características del programa de ajuste se detallan en el apartado 3.1.

Para el análisis cuantitativo correcto de los datos UV de NGC 604, es necesario, previamente, corregir los espectros por extinción; en el apartado 3.2, se exponen las fuentes de extinción posibles en NGC 604 y el procedimiento que se ha empleado para el estudio de los efectos de extinción sobre los espectros UV de NGC 604, y la población estelar obtenida, (los resultados se exponen en el capítulo siguiente, apartado 4.2.3).

Dadas las características de los espectros UV de NGC 604, para la realización de los ajustes se ha seleccionado, del Archivo del IUE, un grupo de estrellas: a) características de su tipo espectral en el UV, y, b) homogéneo, corregido de efectos propios de distancia y absorción; que comprende estrellas entre los tipos O3 y B5, (Enanas y Supergigantes), y estrellas WR, de los tipos WN y WC. Los métodos empleados en la selección de estas estrellas se detallan en los apartados 3.3 y 3.4, respectivamente.

La población estelar de NGC 604, obtenida como resultado de los ajustes a los espectros UV observados, se expone en el capítulo siguiente, (apartado 4.1).



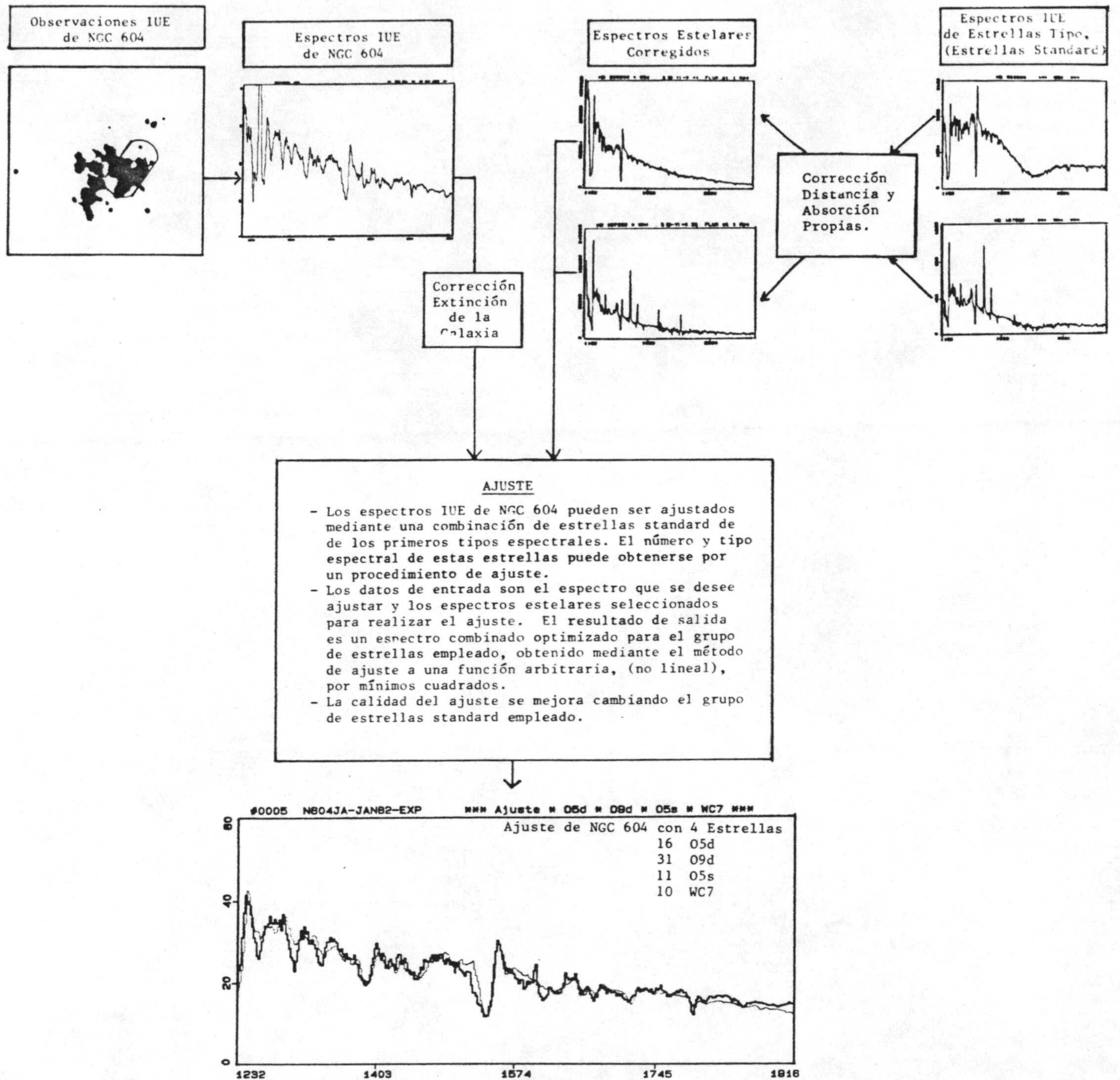


Figura 3.1: Esquema general del procedimiento empleado para la obtención de la población estelar UV de NGC 604.



### 3.1 El programa de ajuste: algoritmos.

Los espectros UV de NGC 604 se deben, fundamentalmente, a la contribución del conjunto de estrellas presentes en la región, para la obtención de la población estelar en NGC 604 se ha desarrollado un programa que permita ajustar los espectros de NGC 604 con una cierta combinación de estrellas de distintos tipos espectrales.

El programa de ajuste se considera, esencialmente, como un instrumento de trabajo que facilite de manera sistemática la respuesta al siguiente problema: Tomando como datos de entrada el espectro de la región H II en estudio y un conjunto de espectros de estrellas, cada uno de ellos correspondiente a un tipo espectral distinto, obtener el número de estrellas de cada tipo espectral,  $A_i$ , necesario para reproducir el espectro observado.

En principio, se consideró la posibilidad de utilizar un único programa de ajuste, sin embargo, como se verá, los algoritmos matemáticos empleados en este estudio presentan una serie de limitaciones y peculiaridades en su comportamiento que no es posible solventar, por lo que se han desarrollado tres programas de ajuste (denominados FIT1, FIT2, y FIT), todos ellos basados en el ajuste por el método de mínimos cuadrados y de funcionamiento externo idéntico, (véase 3.1.1), pero cada uno emplea un algoritmo matemático distinto en la realización del ajuste, la base matemática de cada uno de ellos se expone en el apartado 3.1.2.

El funcionamiento correcto de los programas de ajuste se ha verificado con pruebas de fiabilidad, estabilidad, convergencia y precisión en la solución obtenida: los tres programas permiten ajustar los espectros UV de NGC 604 observados con una combinación de estrellas O, B y WR, con solución fiable, (véase 3.1.3); al mismo tiempo, (véase aptdo.3.1.4.), el programa FIT1, (ajuste con el método de las particiones), presenta cierta dependencia con el orden de los datos de entrada, que repercute en la velocidad de convergencia, sin embargo, responde a las pruebas de precisión; FIT2, (método del gradiente), tiene solución estable y velocidad de convergencia alta, pero precisión baja; el programa FIT, (método combinado gradiente-desarrollo analítico), proporciona una solución estable, con la precisión que se requiera y velocidad de convergencia elevada, aunque, en ocasiones, presente algunos inconvenientes de tipo práctico.

#### 3.1.1 Funcionamiento general de los programas de ajuste.

Las propiedades externas generales de funcionamiento de los tres programas de ajuste desarrollados, FIT1, FIT2 y FIT, son iguales: como datos de entrada para la realización del ajuste se emplea el espectro que se quiera ajustar, (en este caso el espectro UV de la región NGC 604), y los espectros de las estrellas que van a ser utilizadas en cada caso, (hasta ocho tipos espectrales distintos). Como dato de salida se obtiene un espectro resultado de la combinación de los espectros de las distintas estrellas, donde:

$$\text{espectro final} = \sum_{i=1}^8 A_i \times (\text{espectro estrella})_i.$$

Las propiedades más destacables de los programas son:



1. Formato homogéneo: tanto los espectros de NGC 604, como los de las estrellas de los primeros tipos espectrales, O y B, y los del tipo WR empleadas se encuentran en formato IHAP<sup>1</sup>. Asimismo, el espectro resultante del ajuste se transforma, (dentro del programa), al sistema IHAP para su análisis y comparación con el espectro observado.
2. Flexibilidad: en la realización de los ajustes no se impone ninguna condición previa, por tanto, su empleo es general.
3. Uso interactivo: en cada proceso de ajuste se elige el espectro que se desee ajustar, los espectros que se emplearán para la realización del ajuste; se puede seleccionar el intervalo de  $\lambda$ , (para todo el intervalo espectral, 1152 – 3200Å, ó parte del mismo), la distancia estimada para la región, los factores multiplicativos iniciales y los incrementos de cada uno de ellos en la primera iteración, el número de iteraciones, la precisión en la variación porcentual máxima permitida en el valor del mínimo cuadrado, ( $\chi^2$ ), entre dos iteraciones antes de dar por finalizado el ajuste; existen opciones como sacar por impresora los datos correspondientes al ajuste, (en caso contrario los datos se visualizan por pantalla), posibilidad de continuar el ajuste al finalizar el número de iteraciones requeridas inicialmente, posibilidad de variar la precisión.
4. Lectura directa: el programa lee directamente del disco los espectros considerados: el espectro que va a ser ajustado y los espectros que van a ser empleados en el ajuste, (hasta un máximo de ocho espectros cada uno de ellos consistente en 1025 valores de flujo).
5. Creación directa del espectro resultante: el programa guarda, si se desea, el espectro resultante del ajuste, (espectro formado por la combinación de estrellas), directamente en disco; junto al espectro resultante se salva automáticamente y como comentarios al espectro: el nombre del programa empleado en el ajuste, (FIT, FIT1 ó FIT2), el nombre del espectro para el que se ha realizado el ajuste, el número de espectros empleado, (cada uno correspondiente a un tipo espectral distinto hasta un máximo de ocho), el nombre de los espectros empleados y el número de estrellas de cada uno de los tipos espectrales empleado en el ajuste obtenido.

### 3.1.2 Fundamentos matemáticos de los algoritmos empleados en los programas de ajuste.

El procedimiento de ajuste de una función arbitraria por el método de mínimos cuadrados es una extrapolación del método de ajuste habitual para una función con coeficientes no lineales, (véase Bevington, 1969).

Sea una función  $y(x)$  con parámetros  $a_j$ , (algunos de ellos implícitos). La calidad o bondad del ajuste se evalúa definiendo  $\chi^2$ .

---

<sup>1</sup>IHAP:sistema de procesado de imágenes desarrollado ESO, (European Southern Observatory), que permite, de forma interactiva, el análisis completo y detallado del espectro de cualquier objeto estelar.



$$\chi^2 = \sum [1/\sigma_i^2 (y_i - y(x_i))^2]$$

donde  $\sigma_i$  son los valores de la incertidumbre en los puntos  $y_i$ .

Los valores óptimos de los parámetros de ajuste,  $a_j$ , se obtienen minimizando  $\chi^2$  con respecto a cada uno de los parámetros simultáneamente.

$$\partial/\partial a_j \chi^2 = 0$$

En general, para calcular los parámetros de una función no lineal, se considera  $\chi^2$  como una función continua de los  $n$  parámetros  $a_j$  que describe una hipersuperficie en el espacio de  $n$ -dimensiones donde se busca el valor mínimo de  $\chi^2$ .

Una de las dificultades que se pueden encontrar es que para una función arbitraria puede existir más de un valor mínimo de  $\chi^2$  para un intervalo pequeño de valores de los parámetros  $a_j$  de manera que el mínimo principal quede encubierto entre mínimos locales.

Existen diferentes formas de encontrar el valor de los parámetros de ajuste  $a_j$  de una función  $y(x)$  que proporcionen el valor mínimo de  $\chi^2$ :

#### 1. Método de las particiones.

Si la variación de  $\chi^2$  con cada uno de los parámetros  $a_j$  es independiente de la calidad en la optimización de los otros parámetros, los valores óptimos pueden obtenerse simplemente minimizando  $\chi^2$  con respecto a cada uno de los parámetros independientemente, con iteraciones sucesivas se encuentra el mínimo local de cada uno de los parámetros y, por último, el mínimo absoluto con la precisión que se requiera. Una de las mayores desventajas de este método es que si las variaciones de  $\chi^2$  con los parámetros no son independientes, la convergencia al mínimo será muy lenta.

El procedimiento general del método de las particiones se puede resumir:

Se incrementa uno de los parámetros  $a_j$  una cantidad  $\Delta a_j$  con valor especificado y signo tal que  $\chi^2$  disminuya.

Se incrementa repetidamente  $a_j$  en intervalos  $\Delta a_j$  hasta que  $\chi^2$  empiece a aumentar.

Si se supone que la variación de  $\chi^2$  cerca del mínimo se puede describir como una función parabólica de  $a_j$ , se pueden emplear los valores de  $\chi^2$  correspondientes a los tres últimos valores de  $a_j$  para la determinación del mínimo de la parábola. De esta manera, se minimiza  $\chi^2$  para cada uno de los parámetros.

El procedimiento se repite hasta la iteración que proporcione una disminución de  $\chi^2$  despreciable.

#### 2. Método del gradiente.

El método consiste en variar todos los parámetros simultáneamente, ajustando los valores relativos de sus variaciones de manera que la dirección de propagación en el espacio paramétrico se realice en la dirección de máxima disminución de  $\chi^2$ . El gradiente  $\nabla\chi^2$ , (dirección en la que  $\chi^2$  aumenta más rápidamente), es un vector cuyas



componentes son iguales al valor para el que  $\chi^2$  aumenta. Para la determinación del gradiente se realiza un muestreo del comportamiento de  $\chi^2$  alrededor del punto de partida, este muestreo se realiza variando independientemente cada uno de los parámetros  $a_j$ , y en una cantidad menor que un incremento  $\Delta a_j$ .

En este método,  $\chi^2$  sigue la dirección del descenso mas pronunciado, es decir, la opuesta al sentido del gradiente; para buscar el valor de  $\chi^2$  mínimo se comienza incrementando simultáneamente todos los parámetros en una cantidad  $\partial a_j$ . La desventaja del método del gradiente es que es difícil la aproximación al punto más bajo del mínimo. Asimismo, resulta poco eficiente para incrementos pequeños, y empleando incrementos grandes el mínimo encontrado es menos preciso.

### 3. Método combinado gradiente-desarrollo analítico.

Se basa en el desarrollo analítico en serie de Taylor de la función de ajuste  $y(x)$  en términos de los parámetros  $a_j$  y emplear el método lineal de mínimos cuadrados para la determinación del valor óptimo del incremento  $\delta a_j$ . El empleo del método analítico desarrollando una función de ajuste presenta un inconveniente ya que converge rápidamente para puntos próximos al valor mínimo de  $\chi^2$  pero no es eficiente para puntos que estén fuera de la zona en que la hipersuperficie de  $\chi^2$  entorno al valor mínimo adquiera ya una forma parabólica. Como se dijo, el método del gradiente es muy eficiente para la aproximación inicial al mínimo desde puntos muy lejanos y no es eficiente en el cálculo para puntos próximos al valor mínimo de  $\chi^2$ . Como el método del gradiente y el de desarrollo analítico son complementarios, se puede realizar una combinación de ambos por medio de un algoritmo que actúe con el método del gradiente en las aproximaciones iniciales y que busque la solución final empleando el método analítico. La desventaja de este algoritmo combinado es que su desarrollo matemático impone un sistema de calculo que produce inconvenientes cuando se emplea de una manera práctica para obtener resultados con sentido físico, (véase punto 3.1.4.).

#### 3.1.3 Pruebas de fiabilidad de la solución obtenida.

Las pruebas de fiabilidad y todas las que se detallan en los apartados sucesivos, se han realizado con el grupo de estrellas de los primeros tipos espectrales y de estrellas WR seleccionado, (ver apartados 3.3. y 3.4.), ya corregidas de distancia y absorción propias. Las pruebas de fiabilidad se han realizado tomando grupos de estrellas O, B y WR en combinaciones al azar de dos, tres,..., hasta ocho espectros, cada uno correspondiente a un tipo espectral distinto, simulándose espectros observados con solución conocida. Los resultados del ajuste a estos espectros son satisfactorios: tanto la solución encontrada por el programa FIT1, (ajuste por el método de las particiones, con la subrutina GRIDLS), como la obtenida por FIT2, (ajuste por el método del gradiente, empleando la subrutina GRADLS), y FIT, (ajuste por el método combinado de gradiente- desarrollo analítico, con la subrutina CURFIT), coincide con la combinación estelar realizada previamente.



### 3.1.4 Pruebas de estabilidad, convergencia y precisión.

#### Programa FIT1.

Las características propias del algoritmo que emplea el método de las particiones, (GRIDLS), repercuten directamente en su utilización en este estudio: se están manejando hasta ocho espectros distintos, cada uno de ellos compuesto por 1025 puntos y, por combinación entre los ocho, se está ajustando punto a punto a otro espectro de 1025 puntos, cada uno de los espectros empleados en el ajuste corresponde a un tipo espectral distinto, cada uno tiene características propias y de hecho cada uno afecta de manera significativa a una zona distinta del espectro.

La estabilidad de la solución del programa FIT1 se ha comprobado considerando la variación del número de estrellas de cada tipo espectral resultante del ajuste al permutar el orden de los datos de entrada.

Para evitar al máximo las oscilaciones debidas a los tipos espectrales similares, (efecto que se ha confirmado en los ajustes finales, véase apartado 4.1.), la estabilidad se ha estudiado con un grupo de estrellas con tipo espectral suficientemente distinto, (en este caso O3d, O7d, O9.5s, B0d y WN4). Las pruebas realizadas indican que el programa FIT1, (ajuste con el método de las particiones), es sensible al orden de los datos de entrada; y que las oscilaciones más significativas parecen estar en relación con cambios considerables en el orden empleado, mientras que se producen oscilaciones muy pequeñas entre permutaciones similares; en este sentido, las estrellas se dividen en dos bloques: O3d, O7d y O9.5s; y B0V y WN4, y, cuando se invierte el orden en estos dos bloques, las oscilaciones son mayores. Estos resultados se explican teniendo en cuenta que, con el método de las particiones, el programa realiza el ajuste punto a punto empezando por los valores de flujo correspondientes a la longitud de onda  $1232\text{\AA}$  y así sucesivamente, y, por tanto, se puede afirmar que las oscilaciones se deben únicamente al comportamiento del algoritmo que realiza el ajuste.

Los resultados del ajuste considerando el intervalo de longitud de onda y el espectro en conjunto, los resultados son análogos; confirmándose que, en principio, la información más significativa reside en el intervalo de longitud de onda corta.

Las pruebas de precisión se basan en la respuesta del programa a la disminución progresiva del valor límite porcentual permitido en la variación del mínimo cuadrado entre dos iteraciones, se ha comprobado que el programa FIT1 es sensible a pequeñas variaciones de este valor y que es capaz de encontrar la solución final del ajuste con la precisión exigida. La precisión del programa FIT1 es una propiedad que se hace muy útil cuando se desee realizar una aproximación fina.

#### Programa FIT2.

El programa FIT2 realiza el ajuste por mínimos cuadrados empleando el método del gradiente mediante la subrutina denominada GRADLS.

Para la realización de las pruebas de estabilidad del programa FIT2, se ha seguido el procedimiento desarrollado en los estudios del programa FIT1: permutaciones en el orden de entrada sobre un grupo de estrellas de distintos tipos espectrales, (el mismo grupo



de cinco estrellas empleado anteriormente), para los dos intervalos de longitud de onda mencionados.

El programa FIT2 no presenta dependencia alguna con las distintas permutaciones del orden de entrada de los espectros que van a ser empleados en la realización del ajuste. Por otro lado, se mantiene la proporción de estrellas entre el intervalo de longitud de onda corta y el espectro completo.

La velocidad de convergencia del programa FIT2 es mucho mayor que la obtenida en los ajustes con el programa FIT1.

El programa FIT2 no responde en las pruebas de precisión, al cambiar el valor límite porcentual permitido en la variación del mínimo cuadrado, el programa no se ciñe a los requerimientos exigidos: si bien es capaz de encontrar con facilidad los primeros resultados del ajuste, es incapaz de realizar una "aproximación fina" para el valor final. La falta de precisión del programa FIT2 viene justificada por las limitaciones del algoritmo matemático, ya que, el programa FIT2 emplea el método del gradiente, eficiente para las primeras aproximaciones a la solución pero poco útil para la obtención de una solución que requiera precisión elevada.

### **Programa FIT.**

El programa FIT, emplea el método combinado del gradiente-desarrollo analítico, de manera que se puedan obtener soluciones con la precisión que el método del gradiente por sí solo no puede obtener.

El programa FIT no presenta problemas de estabilidad, convergencia o precisión. Sin embargo, tiene un inconveniente de tipo práctico: cuando se está realizando el ajuste a una función matemática por el método de mínimos cuadrados, se permite que uno de los coeficientes del ajuste tenga valores negativos; en el caso en estudio, se trata de reconstruir el espectro observado de una región, y no se puede considerar contribuciones estelares negativas. Cuando se alcanza un valor negativo en uno de los parámetros de ajuste en el caso de los programas FIT1 y FIT2, el espectro se elimina poniendo a cero el factor multiplicativo en cada una de las iteraciones. Sin embargo, en el programa FIT, el algoritmo empleado no permite aislar de ninguna manera el espectro y continuar el proceso normalmente, esto hace que, en ocasiones, el programa FIT parezca poco práctico para una búsqueda sistemática ya que, cada vez que se obtenga un valor negativo habrá que comenzar todo el proceso de ajuste.

De las pruebas realizadas para comprobar el significado de los valores negativos resultantes del programa FIT se de concluye que:

1. Los valores negativos no son debidos a problemas en el ajuste, (por ejemplo, a la sobrestimacion del nivel de flujo de un espectro que, para ser compensado, deba restarse el valor de flujo de otro espectro).
2. Cuando se obtenga como resultado del ajuste una estrella con parametro negativo sobre un grupo grande de estrellas para realizar los ajustes, el programa esta indicando dos cosas al mismo tiempo: que el grupo seleccionado no es correcto, y la estrella que debe ser descartada del grupo.



3. Si el grupo de estrellas seleccionadas para el ajuste es muy reducido, (2 ó 3 estrellas), los valores negativos pueden ser por defecto, es decir, la muestra elegida no es la correcta porque son necesarios mas tipos espectrales de los empleados en ese momento, y , en este caso, no se puede afirmar que la estrella deba ser descartada, ya que, el parámetro negativo puede corresponder al espectro de la estrella mas débil.

Con los estudios de fiabilidad, estabilidad, convergencia y precisión, y teniendo en cuenta las consideraciones previas, se ha llegado a la conclusión de que el programa de ajuste FIT es el mas apropiado para este estudio, y se empleará en el ajuste de los espectros UV de NGC 604, (apartado 4.1.).



## 3.2 El problema de la absorción. Extinción: scattering y absorción.

### 3.2.1 Extinción en regiones HII extragalácticas.

Extinción es la disminución de la cantidad de luz recibida de una fuente, ya sea por scattering o absorción de fotones del haz emitido, producida por la presencia de partículas de polvo en el medio interestelar.

La variación de la intensidad específica de la radiación,  $I_\nu$ , por extinción viene regida por la ecuación de transporte de energía. En general, la radiación recibida de una fuente es:

$$I_\nu = I_{\nu_0} e^{-\tau_{\nu r}} + \int_0^{\tau_{\nu ur}} j_\nu / \kappa_\nu e^{-\tau_\nu} d\tau_\nu \quad [1]$$

siendo  $\tau_\nu$  el espesor óptico total de la fuente,  $I_{\nu_0}$  la intensidad específica de la región emisora en la zona más alejada del observador, (donde  $\tau_\nu = \tau_{\nu r}$ ),  $j_\nu$  la emisividad, y  $\kappa_\nu$  el coeficiente de extinción.

Las partículas de polvo interestelar están presentes en las regiones H II extragalácticas produciendo extinción, y, dado que la extinción aumenta rápidamente al disminuir  $\lambda$ , (véase figura 3.2), los efectos del polvo pueden dar lugar a errores importantes en la interpretación de la distribución de energía de la fuente observada, en particular en el UV lejano. Como se verá más adelante, (apartado 4.1.), la población estelar de NGC 604 se obtiene de los espectros UV observados, por lo que hay que tener en cuenta los efectos de la extinción sobre los espectros UV de NGC 604, y su repercusión sobre la población estelar resultante de las observaciones.

Los factores determinantes del valor de la extinción, para una longitud de onda dada, son la densidad de partículas de polvo a lo largo de la visual y su distribución y distancia a la fuente. En las nebulosas gaseosas, la presencia o ausencia de partículas de polvo cerca de la fuente de radiación, (polvo interno), cambia por completo el planteamiento físico del comportamiento nebuloso. Básicamente, se pueden distinguir dos formas de extinción por scattering:

#### 1. Scattering simple.

Cuando el polvo está, o bien se considera, fuera de la región emisora, el scattering se produce sólo sobre una dirección privilegiada. La radiación emitida será absorbida o desviada fuera del haz de luz, y la contribución a la radiación recibida debida al scattering por reentrada en el haz se hace despreciable, (segundo término en la ecuación [1]). La extinción por scattering simple se producirá sobre el ángulo sólido que ocupe la nube delante de la fuente. El número de fotones desviados de su trayectoria inicial será proporcional a la cantidad, densidad y distribución de polvo en ella. Esta aproximación es aplicable para evaluar la extinción producida por polvo en el medio interestelar y para aquellas nebulosas que no contengan partículas de polvo mezcladas con el gas.

#### 2. Scattering doble, o múltiple.



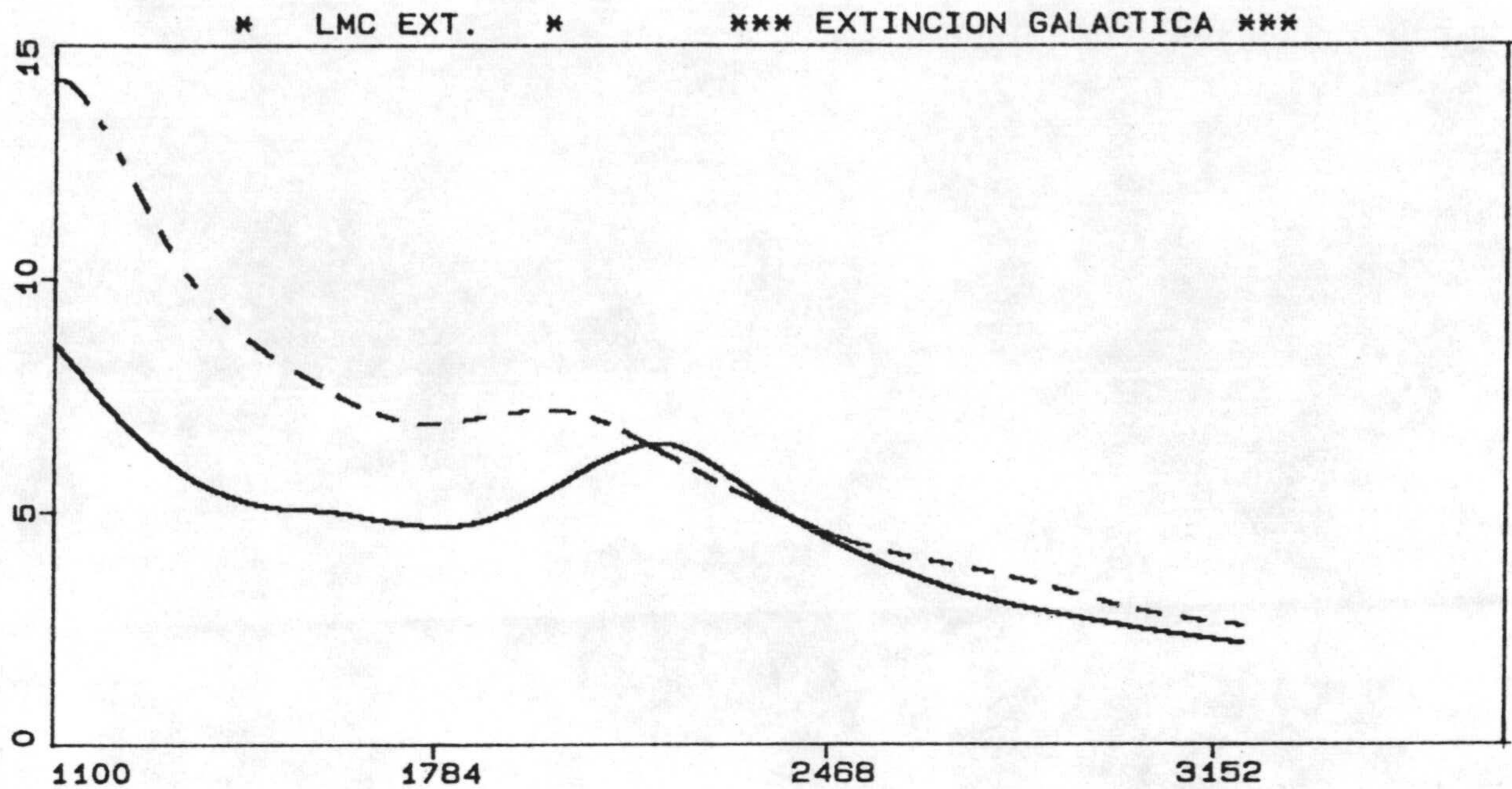


Figura 3.2: Curvas de extinción: Galáctica, (línea continua); y, Gran Cúmulo de Magallanes, LMC, (línea discontinua).

Cuando el gas y polvo estén mezclados con las estrellas formando un sistema unitario, el scattering se produce dentro del conjunto. En este caso, la radiación emitida será desviada en la dirección del haz de luz con la misma efectividad que fuera de él, el scattering de la luz nebular aumenta el recorrido del fotón y, por tanto, aumenta la probabilidad de que tenga lugar una absorción verdadera. Dentro de la nebulosa, un fotón podrá ser desviado, una o varias veces, de su trayectoria original de forma isotrópica, para el estudio del comportamiento de los fotones en el interior de la mezcla se considera el transporte de energía y las modificaciones que se produzcan en el flujo al atravesar un elemento infinitesimal de materia. Un fotón que salga de la mezcla estrellas-gas-polvo, lo hará con una cierta dirección y su trayectoria no volverá a cambiar, y, en el caso hipotético de una región con geometría esférica, en donde la densidad de polvo fuera constante, se produciría una redistribución homogénea simétrica del conjunto de fotones emergentes de la fuente.

Como se verá a continuación, la extinción total de un objeto se puede obtener a través de parámetros observados en distintas longitudes de onda, (punto 3.2.1.1.); en las regiones H II extragalácticas, la extinción total proviene de tres fuentes de extinción, (Galáctica, externa e interna), que afectan simultáneamente y de forma distinta a las observaciones, (3.2.1.2), sin embargo, no se conoce la distribución de gas y polvo en la nebulosa, ni la contribución de cada una de las tres fuentes a la extinción total, y, en consecuencia, se desconoce el origen (externo ó interno), de la fuente de extinción más importante en la región. En principio, para regiones H II extragalácticas, i). la componente dominante de



la extinción se puede deducir comparando la extinción observada en distintas longitudes de onda, y ii). la distribución de gas y polvo más probable en la región se puede deducir aplicando los datos observados a modelos teóricos de extinción, (los resultados de estas comparaciones se resumen en el apartado 3.2.2.). En el apartado 3.2.3. se detalla el método que se empleará para el estudio de la extinción UV en NGC 604; los resultados, el efecto de la extinción sobre los espectros UV observados y las consecuencias sobre la población estelar obtenida, se exponen en el capítulo siguiente, (apartado 4.2.3.).

### 3.2.1.1. Parámetros observacionales.

La información sobre la extinción se puede obtener a partir de distintas cantidades observables.

1. Comparando el decremento de Balmer observado,  $F(H_\alpha)/F(H_\beta)$ , con el decremento teórico, (sin enrojecimiento),  $I(H_\alpha)/I(H_\beta)$ . se obtiene un coeficiente de extinción aparente,  $C_\beta(H_\beta)$ , empleando la ecuación:

$$\log [F(H_\alpha)/F(H_\beta)] = \log [I(H_\alpha)/I(H_\beta)] - C_\beta(H_\beta) f_\lambda(H_\alpha)$$

siendo  $f_\lambda$  la función de enrojecimiento galáctico normalizada a  $H_\beta$ ,  $f_\lambda(H_\alpha) = -0.335$ . Si se aplica la ley de extinción Galáctica convencional a los datos obtenidos,  $C(H_\beta)$  puede convertirse en el exceso de color equivalente, considerando la extinción equivalente a una longitud de onda,  $A_\lambda = k_\lambda E(B - V)$ , (siendo  $k_\lambda$  el coeficiente de extinción), de forma que se obtenga la profundidad óptica,  $\tau_\lambda = 0.921 A_\lambda$ .

Hay que hacer notar que se desconoce realmente qué función de enrojecimiento galáctico se puede aplicar en otras galáxias; incluso, el valor  $I(H_\alpha)/I(H_\beta)$  pudiera ser mayor que el valor teórico si la población de los niveles de H estuviera parcialmente determinado por las excitaciones colisionales debidas a los vientos estelares o explosiones de Supernova, y, si es así,  $C_\beta(H_\beta)$  estaría siendo sobrestimado, (Lequeux et al., 1981).

2. La comparación de los flujos  $H_\alpha$ , ó  $H_\beta$ , con el flujo continuo en radio,  $F_v$ , proporciona otra información sobre la extinción:

Si se considera que el flujo radio es de origen térmico en su totalidad, y empleando la relación con el flujo óptico en  $H_\beta$ , se obtiene el valor  $I_r(H_\beta)$  que proporciona otro coeficiente de extinción aparente,  $C_r(H_\beta)$ , definido por:

$$C_r(H_\beta) = \log [I_r(H_\beta)/F(H_\beta)]$$

Una de las cuestiones más discutidas es el hecho de que, para la mayor parte de las regiones H II extragalácticas,  $C_r(H_\beta) > C_\beta(H_\beta)$ , y en casi todas las observaciones la diferencia es de un factor 3, (véase apartado 3.2.2.).

3. Extinción a  $\lambda = 2200\text{\AA}$ . La absorción a  $2200\text{\AA}$  observada en la curva de extinción Galáctica permite obtener un valor de extinción con los datos UV. En este caso, el procedimiento consiste en anular la banda de extinción que se observe en los espectros



UV obtenidos. El empleo de este método para las correcciones por extinción en regiones H II extragalácticas de discute en el apartado 3.2.2.

### 3.2.1.2. Tipos de extinción. Parametrización.

De forma resumida, el flujo de una región H II extragaláctica puede venir afectado por tres tipos de extinción distinta:

1. Extinción en nuestra Galaxia, producida por la presencia de polvo en nuestra propia Galaxia. En la actualidad, se cuenta con una curva promedio para la extinción, en función de la longitud de onda, con valores bastante precisos, (Savage y Mathis, 1979). Asimismo, se han calculado valores de la extinción, en función de la distribución y densidad, proporción gas-polvo, tanto en longitud como en latitud Galáctica, (Spitzer, 1979).
2. Extinción externa, producida en la galaxia a la que pertenece la región H II. Su origen es el mismo que la extinción en nuestra Galaxia, es decir, una absorción diferencial consistente en fotones que excitan determinadas líneas, junto a la dispersión generalizada de la luz, (scattering), producida por la presencia de partículas en el medio. Sin embargo, aunque se conozca su origen, no es fácil precisar su valor, el problema básico radica en que esta extinción puede ser muy heterogénea, en función de la geometría de la distribución y densidad de gas y polvo en la galaxia, (que, a su vez, pudiera variar según la evolución de la galaxia), y, en muchos casos, puede estar afectada por la presencia de nubes de CO en los márgenes de la región, (Israel, 1978, Icke et al, 1980, ver apartado 3.2.2.).
3. Extinción interna: dentro de la región H II. Es la más difícil de evaluar, depende de la geometría y distribución estelar en la fuente; de la proporción de polvo a gas, así como de su distribución en la nebulosa. El fenómeno físico que lo produce no está bien establecido y no hay evidencia de que la ley de extinción dentro y fuera de la región sea la misma: si las estrellas están muy agrupadas en la región H II, esta extinción se comportaría, en principio, como una extinción externa selectiva. Si el gas y el polvo están mezclados con las estrellas se produciría el fenómeno de scattering múltiple descrito, (apartado 3.2.1.); en este caso, la extinción dependerá, también, de la cantidad de polvo dentro de la región, de su distribución, densidad y distancia a la que se encuentre de las estrellas ionizantes, parámetros que, a su vez, dependen de la posibilidad de supervivencia del polvo, del sputtering, (véase, por ejemplo, Osterbrock, 1974).

### 3.2.2 Distribución de gas y polvo en regiones H II extragalácticas.

El problema básico para la determinación de la extinción en una región H II extragaláctica es que se desconoce la distribución de gas y polvo tanto interna como externa a la nebulosa. En ambos casos, la extinción está sin evaluar y, por tanto, se desconoce el origen de la componente dominante en la extinción total.

Las observaciones indican que:



1. Las regiones H II extragalácticas poseen gran cantidad de extinción, el promedio encontrado es  $A_v = 1.7 + 0.8mag$ . (Israel, Kennicutt, 1980).
2. La extinción en las regiones H II disminuye al aumentar el radio galáctico. En las galáxias M 33 y M 101 la dependencia es clara, (Israel, Kennicutt, 1980; Berkhuijsen, 1982).
3. La componente dominante de la extinción no puede determinarse a partir del decremento de Balmer observado y aplicando la ley de de enrojecimiento clásica, con  $R \sim 3$ , los valores obtenidos por este procedimiento subestiman la extinción total en un factor 1.5 a 3, (valor típico  $1.2mag$ ), (Israel, Kennicutt, 1980).
4. La extinción total en  $H_\beta$  derivada de las observaciones del continuo en radio,  $\lambda = 21cm$ , son sistemáticamente mayores que las profundidades ópticas deducidas del decremento de Balmer. En la mayoría de los casos, ambos valores discrepan en un factor 3, suponiendo la ley de extinción clásica, (Israel, van der Kruit, 1974; Melnick, 1979; Lequeux et al., 1981).

La diferencia entre los valores de extinción óptica y radio puede ser debida a extinción interna, por la presencia de granos de polvo mezclados con el gas ionizado; a una distribución muy heterogénea del polvo externo a la fuente, situado en un primer plano; o , a ambos efectos simultáneamente; todos los autores mencionados coinciden al afirmar que la diferencia entre los valores  $C_r$  y  $C_\beta$  se debe, al menos en parte, a la presencia de polvo interno en la nebulosa.

En general, el problema de cómo la distribución espacial del polvo puede afectar a una fuente extensa se estudia con modelos teóricos que suponen cierta geometría de la fuente y del polvo, (generalmente una distribución esférica de ambas, capas de polvo plano paralelas externas, homogéneas o no), sobre la que se estudia el transporte radiativo; el flujo emergente de la nebulosa se calcula en función de tres parámetros libres:  $w$ , (ó  $a$ , el albedo de polvo),  $g$ , (el parámetro de fase, promedio del coseno del ángulo de scattering), y  $\tau$ , (profundidad óptica de la extinción); y se analiza la repercusión de las distintas geometrías, profundidades ópticas y propiedades de los granos, sobre el flujo emergente total, (véase, Mathis, 1982,1983, y referencias incluidas). Los modelos de distribución indican que:

1. Las fuentes con geometría esférica con el gas y polvo bien mezclados, o con una capa de polvo absorbente cubriendo parte de la nebulosa, proporcionan resultados similares en los decrementos de Balmer. Por tanto, con los valores de  $\tau_{\alpha\beta}$  y  $\tau_{\beta\gamma}$ , no es posible discriminar entre la extinción producida por el polvo interno y la extinción externa que produzca una capa de polvo fuera de la nebulosa, (Mathis, 1983); encontrándose, asimismo, que para cualquier albedo y función de fase dados, la relación entre la profundidad óptica efectiva y la extinción es unívoca y no depende de forma apreciable del valor de la profundidad óptica.
2. Para fuentes extensas asimétricas, ( regiones H II de dimensiones muy grandes en donde el medio interestelar, tanto externo como interno, sea muy heterogéneo, y



donde parte de la región H II esté en interacción con una nube neutra, o con nubes moleculares), la discrepancia entre los valores de la extinción obtenida mediante  $H_\alpha/H_\beta$  y  $H_\beta/\text{radio}$ , se explica considerando una distribución de gas y polvo con una capa de absorción no homogénea. En este caso, la extinción interna se puede determinar considerando una capa de profundidad constante para la extinción externa, y polvo interno, distribuido de manera no uniforme entorno a la fuente, (en concreto, polvo interno distribuido en acumulaciones pequeñas y densas, cuyo número promedio a lo largo de la visual aumente rápidamente desde el óptico hasta el máximo de emisión en radio), sin suponer propiedades diferentes de extinción entre el polvo interno y el externo, y considerando las mismas secciones eficaces que las de las partículas del medio interestelar, (Natta y Panagia, 1984).

Por último, con respecto al empleo de los distintos parámetros observables para la determinación de la extinción en la región H II, los resultados indican que:

1. La extinción en  $H_\beta$ ,  $A_{opt}(H_\beta)$ , determinada a partir del decremento de Balmer tiende a un valor límite de casi  $1.2\text{mag}$  para profundidades ópticas grandes, en consecuencia, para una configuración de gas y polvo mezclado, el decremento de Balmer es sólo un límite inferior a la extinción real, (Melnick, 1979).
2. La absorción a  $2200\text{\AA}$ , debido a su opacidad más elevada, se satura más que las regiones espectrales adyacentes para materiales con espesores bajos, tendiendo a desaparecer en el caso de profundidades ópticas elevadas. Como consecuencia, el método de anulación de la absorción a  $2200\text{\AA}$  puede dar lugar a subestimaciones considerables en la determinación de la extinción. Sobre todo, en las regiones H II asociadas con nubes moleculares y en las fuentes extensas no homogéneas aunque aparezcan como puntuales por no estar resueltas, (Natta y Panagia, 1984).

### 3.2.3 Método para la determinación de la extinción en NGC 604.

Al igual que en las restantes regiones H II extragalácticas, y debido a la presencia de partículas de polvo en el medio, NGC 604 está afectada por tres tipos de extinción distinta: Galáctica, externa e interna. En este apartado se discute el método para la determinación de estas tres fuentes de extinción en NGC 604.

#### Extinción Galáctica.

Debido a su posición respecto al plano de la Galaxia, NGC 604 está afectada por extinción Galáctica con un valor  $E_G(B - V) = 0.03$ ; en consecuencia, los espectros UV de NGC 604 se han corregido por extinción Galáctica,  $E_G(B - V)$ , empleando la ley de extinción de Savage y Mathis, (1979).

#### Extinción externa e interna.

La extinción externa e interna en NGC 604 es más difícil de evaluar, ya que:



1. La extinción en M 33 disminuye al aumentar el radio galáctico, (Israel et al., 1982; Berkhuijsen, 1982); dado que NGC 604 está bastante alejada del núcleo de su galaxia, en principio, la extinción externa no debería ser muy elevada, pero está sin determinar.
2. La extinción interna en NGC 604 corresponde, al menos en parte, a una configuración de gas y polvo mezclado con las estrellas, ya que  $C_r(H\beta) \simeq 3 C_\beta(H\beta)$ ; este hecho, a su vez, indica que la extinción obtenida por el decremento de Balmer puede estar siendo subestimada, (véase 3.2.2).
3. Las observaciones radio muestran que la distribución espacial del gas y polvo en la región es muy irregular, (véase mapa 4.3.1), produciéndose variaciones apreciables de la densidad de polvo entre las distintas zonas de NGC 604.
4. En los espectros UV de NGC 604 no se aprecia la absorción a 2200Å, esto indicaría que si la extinción en la región es del tipo galáctico, no puede ser muy grande, sin embargo, dado que la región es irregular, este hecho no puede considerarse significativo, (véase 3.2.2.).

Como se verá, (apartado 4.1.), cada uno de los espectros UV de NGC 604 se pueden ajustar mediante una combinación de estrellas de distintos tipos espectrales, obteniéndose la población estelar de la región.

Para el estudio del efecto de la extinción sobre la población estelar observada en NGC 604 en el UV, se comparará el número de estrellas que se obtenga en el ajuste de los espectros observados, (corregidos de extinción en nuestra Galaxia únicamente), con la población que resultaría al corregir los espectros UV con la extinción observada en radio, (véase apartado 4.2.3).

En principio, se pensó en dejar la extinción externa y la interna como parámetros libres a determinar empleando el método siguiente: dado que el ajuste a los espectros UV de NGC 604 se determinan, fundamentalmente, mediante las líneas de emisión, y absorción estelares, a). la comparación entre los niveles de continuo del espectro UV de la zona de NGC 604 observada y el sintético resultante del ajuste, proporcionaría cierta información sobre el valor de la extinción, que sería la suma de la extinción externa a la región y la interna de la zona observada de NGC 604; b). comparando los niveles de continuo de los espectros de cada zona de la región, se podría discernir entre la extinción externa e interna. Sin embargo, en este caso concreto, el método no ha podido emplearse ya que, como se verá en el apartado 4.2.3., las diferencias observadas en los niveles de continuo de los espectros UV de NGC 604 entre zonas parecen ser debidas a diferencias densidad de población y no a variaciones por efectos de extinción.



### 3.3 Estrellas Luminosas de los Primeros Tipos Espectrales.

Como se verá más adelante, (apartado 4.1.), la población estelar de NGC 604 se obtiene ajustando el espectro UV observado con una combinación de estrellas características, (standard), de los primeros tipos espectrales, O y B, y de estrellas WR. En este apartado, se exponen los aspectos relacionados con las estrellas O y B en el UV, en el punto 3.3.1., se exponen los criterios seguidos en la selección de estrellas realizada; en el 3.3.2., la clasificación espectral en el UV; las características espectrales de los tipos O y B en el UV se resumen en 3.3.3.; la selección final se detalla en el apartado 3.3.4., (tabla 3.2).

#### 3.3.1 Criterios de selección de estrellas características de los primeros tipos primeros espectrales.

La selección de estrellas O y B considerado aquí incluye los subtipos del intervalo O3-B5, para las clases Supergigante, (SG), y Secuencia Principal (MS); el grupo formado debe ser:

1. Representativo en el UV, las estrellas se han seleccionado del catálogo "IUE-UV Low Dispersion Spectra Reference Atlas", (Heck et al., 1984).
2. Homogéneo, deben corregirse de efectos intrínsecos de distancia y absorción:

Datos de distancia.

Se han obtenido de las referencias bibliográficas, (Centre des Donnes Stellaires Strasbourg). Para algunas estrellas existen determinaciones de distancia utilizando distintos procedimientos; en general, los valores de distancia encontrados discrepan entre sí entre 4-10%, y en algunos casos se han encontrado discrepancias de un 35 a 40% en los valores de su distancia. Para reducir al mínimo las fuentes aleatorias de error, los datos de distancia se han seleccionado en función del procedimiento seguido para la determinación y considerando prioritarios trabajos que tienen valores de distancia para el mayor número de estrellas seleccionado. Para las estrellas de las que no se ha obtenido ningún dato sobre su distancia se ha optado por estimarla a partir de su magnitud visual, ( $V$ ), considerando la magnitud absoluta, ( $M_v$ ), a partir de su tipo espectral, y aplicando la ecuación:  $M - m = 5 - 5 \log d - A_v$ .

Datos de enrojecimiento.

En algunas estrellas, los valores de exceso de color encontrados presentan discrepancias, que pueden afectar mucho en el UV, por lo que se ha evitado en lo posible su empleo. Asimismo, dentro de un mismo tipo espectral, se ha establecido como norma elegir la estrella que tenga un valor menor de enrojecimiento puesto que, en ella, la corrección a realizar es menor y, como consecuencia, se reduce el error. Las estrellas se han corregido de absorción considerando la ley de extinción de Savage y Mathis, (1979), y el valor  $E(B - V)$ , ó  $A_v$  con  $R = 3.2$ .

3. Con el mismo tipo espectral en el óptico y en el UV.



Los resultados de la clasificación espectral en el UV, (véase punto siguiente), indican que el 26% de las estrellas de tipo B clasificadas como standard en el intervalo óptico son peculiares en el intervalo UV; el tipo espectral de las estrellas B en el intervalo óptico difiere de la clasificación espectral en el UV en un 17% de los casos y la clase de luminosidad en un 36%, las estrellas de tipo O presentan discrepancias similares. Las divergencias en los tipos espectrales UV y óptico se deben tener en cuenta ya que repercuten :

- En la corrección de distancia: en caso de no encontrarse valores específicos de distancia para una estrella que tenga un tipo espectral distinto en el óptico y en el UV, en principio, no es posible hallar la distancia a partir del valor  $M_v$  correspondiente a su tipo espectral óptico.

- En la corrección de absorción: el procedimiento para estimar la extinción para las estrellas standard en el UV sería medir la absorción en  $2200\text{\AA}$ , pero en la mayoría de las estrellas no se ha calculado, y es un dato difícil de obtener con cierta precisión, por tanto, aunque los valores de extinción obtenidos en el óptico y UV discrepen en algunos casos, para corregir una estrella por enrojecimiento interestelar se ha empleado el exceso de color,  $E(B-V)$ , ya que se ha calculado para casi todas las estrellas standard en el óptico.

### 3.3.2 Clasificación estelar en el intervalo ultravioleta.

La clasificación de estelar en el intervalo UV, (Jascheck et al., 1982), se ha realizado manteniendo una relación directa con la nomenclatura empleada en el sistema óptico MK en cuanto a los diferentes tipos espectrales O, B, A,...; y en las divisiones en subtipos, de 0 a 9, para cada tipo espectral. En cada caso, los tipos se han establecido por la presencia, o ausencia de una serie de líneas que caractericen el espectro; los distintos subtipos se determinan por la disminución (o aumento) secuencial en la intensidad de las líneas características del tipo, (véase 3.3.3).

Para la clase de luminosidad se han definido, únicamente, tres grupos fundamentales, (véase tabla 3.1).

| Clase UV | Nombre       | Clase MK |
|----------|--------------|----------|
| d        | enana        | V        |
| g        | gigante      | III      |
| s        | supergigante | I        |

Tabla 3.1: Clasificación espectral en el UV.

Sólo en el caso de las estrellas de tipo B, en donde la muestra de estrellas es lo suficientemente grande, se ha podido realizar una subdivisión más fina definiéndose los tipos subgigante, g-, (IV en la clasificación MK), gigante brillante, g+, (II), supergigante, s-, (Ib), y supergigante brillante, s+, (Ia).



### 3.3.3 Características espectrales de las estrellas O y B de los primeros tipos.

- En las estrellas O, los subtipos se han establecido por el aumento progresivo de la intensidad de las líneas :  
CIII 1175Å  
C III 1428Å  
y la disminución de las líneas:  
FeV 1255Å  
SiIII 1300Å  
OV 1371Å
- Para las estrellas de tipo B, se ha considerado el aumento en la intensidad de las líneas:  
SiII 1265Å  
CII 1336Å
- Las líneas que conectan ambos tipos son:  
SiIV 1394 – 1403Å  
CIV 1584Å  
NIV 1718Å

Comparando los espectros de las estrellas seleccionadas, se encuentra que al avanzar en el subtipo, la intensidad de la emisión del NV y del CIV, (perfiles P-Cygni) disminuye, mientras que aumenta la emisión del SiIV, estos tres perfiles serán los que más se empleen en los ajustes; asimismo, al avanzar en la serie, el nivel del continuo disminuye paulatinamente, (véanse fig. 3.3 y fig. 3.4).

### 3.3.4 Selección final.

El grupo de estrellas de los primeros tipos espectrales seleccionado para la realización de los ajustes a los espectros UV de NGC 604 se detalla en la tabla 3.2:

- En la primera columna se da la identificación de la estrella.
- En la segunda el tipo espectral UV.
- En la tercera la magnitud visual, ( $V$ ).
- En la cuarta el valor de la extinción,  $E(B - V)$ .
- En la quinta la magnitud absoluta visual,  $M_v$ .
- En la sexta la magnitud absoluta teórica, ( $M_{v_{teor}}$ ), correspondiente al tipo espectral en el óptico, (clasificación MK).
- En la séptima la distancia considerada para cada estrella, (en  $pc$ ).



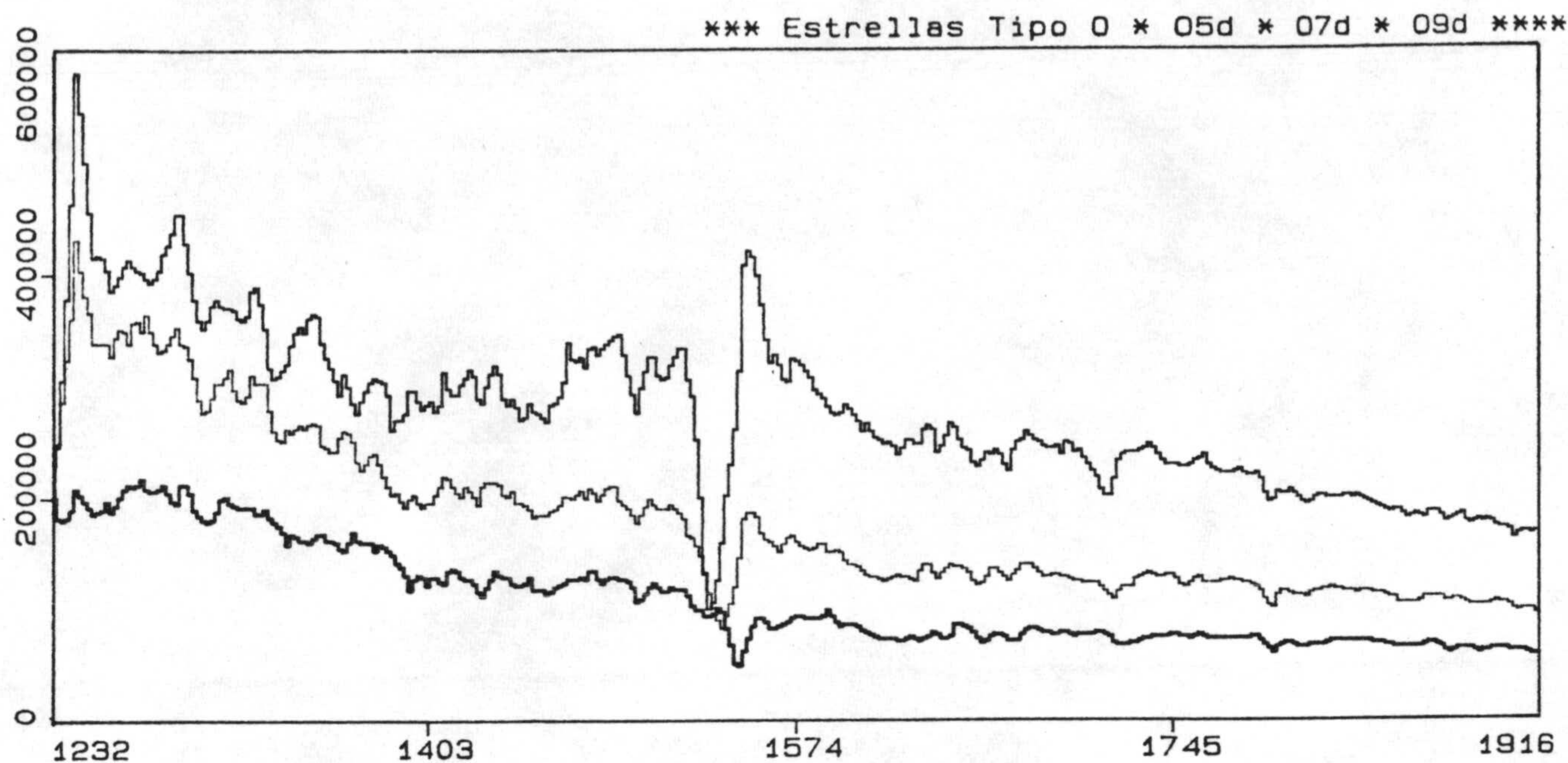


Figura 3.3: Comparación de los espectros UV de estrellas de tipo O.

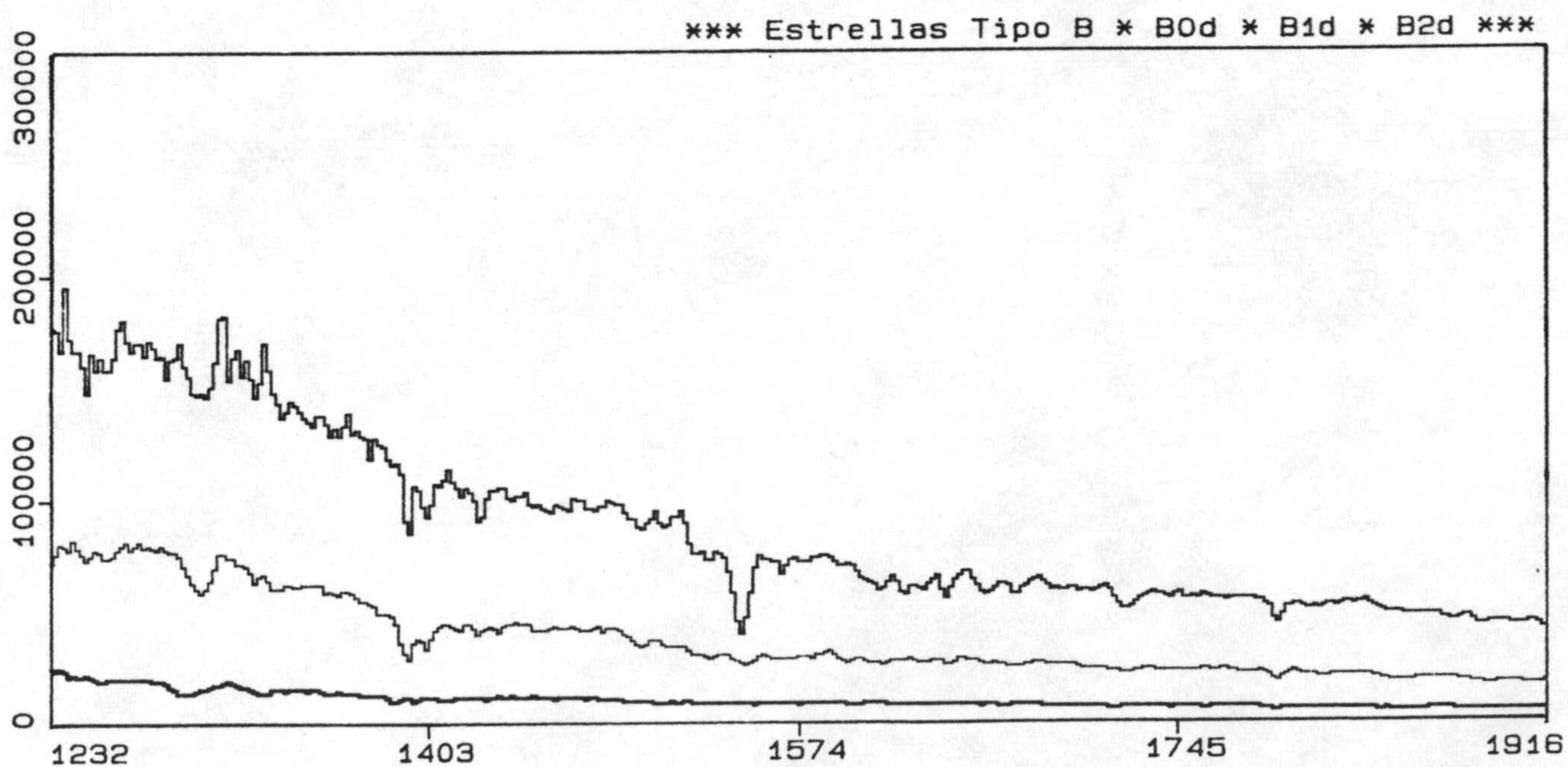


Figura 3.4: Comparación de los espectros UV de estrellas de tipo B.



| Estrella  | Tipo  | V    | $E(B - V)$ | $M_v$ | $M_{v_{teor}}$ | d(pc) |
|-----------|-------|------|------------|-------|----------------|-------|
| HD 303308 | O3d   | 8.17 | 0.44       | -5.3  | -6.0           | 2582  |
| HD 46223  | O4d   | 7.26 | 0.54       | -5.3  | -5.9           | 1466  |
| HD 210839 | O5s   | 5.04 | 0.39       | -6.2  | -6.6           | 995   |
| HD 46150  | O5d   | 6.72 |            | -5.5  | -5.7           | 1493  |
| HD 165052 | O7d   | 4.65 | 0.07       |       | -5.2           | 705   |
| HD 46056  | O8d   | 7.46 | 0.09       |       | -4.9           | 2060  |
| HD 214680 | O9d   | 4.88 | 0.11       | -4.4  | -4.5           | 611   |
| HD 36512  | B0d   | 4.62 | 0.04       | -4.0  | -4.0           | 499   |
| HD 152667 | B0.5s | 6.12 | 1.65       | -6.9  |                | 1879  |
| HD 55857  | B0.5d | 6.12 | 0.02       |       | -3.6           | 855   |
| HD 2905   | B1s+  | 4.16 | 0.36       | -7.1  | -6.4           | 1086  |
| HD 144470 | B1d   | 3.96 | 0.24       |       | -3.2           | 190   |
| HD 41117  | B2s   | 4.63 | 0.50       | -6.8  | -6.4           | 925   |
| HD 148605 | B2d   | 4.79 | 0.13       |       | -2.4           | 226   |
| HD 53138  | B3s   | 3.04 | 0.05       |       | -6.3           | 686   |
| HD 32630  | B3d   | 3.17 | 0.02       | -1.7  | -1.6           | 916   |
| HD 167838 | B5s   |      |            |       | -6.2           | 19    |
| HD 83754  | B5d   | 5.06 | 0          |       | -1.2           | 163   |

Tabla 3.2: Selección de estrellas representativas de los primeros tipos espectrales en el intervalo UV.



## 3.4 Estrellas Wolf-Rayet.

### 3.4.1 Las estrellas Wolf-Rayet en Regiones H II.

La mayor parte de las estrellas WR en otras galaxias se encuentran en las regiones H II gigantes. Estudios sistemáticos muestran que las estrellas WR parecen ser una propiedad característica de los complejos H II, incluso en las galaxias espirales e irregulares alejadas, donde por falta de resolución espacial sólo se puede obtener el espectro integrado del complejo, se ha confirmado que las estrellas más luminosas y calientes se encuentran en los núcleos de las regiones H II gigantes, y que, en muchos casos, los espectros obtenidos revelan la presencia de estrellas WR dentro del cúmulo de estrellas ionizantes, (D'Odorico y Benvenuti, 1982).

La presencia de estrellas WR en las regiones H II gigantes repercute en las propiedades físicas, cinemáticas y dinámicas, y en la abundancia química del complejo H II, y, por consiguiente, en su evolución. Uno de los efectos más característicos es el aumento de la radiación ionizante, con frecuencia, es tan pronunciado que las estrellas WR son responsables de la mayor parte de la ionización de la nebulosa.

Durante su evolución, las estrellas WR ceden a la región H II cantidades de energía cinética equiparables a la energía total obtenida en una explosión de Supernova. A su vez, y dado que las estrellas WR pueden explotar como Supernovas, su acción mecánica sobre el entorno antes de la explosión puede ser tan grande como la producida en la explosión, (Maeder, 1981a).

Asímismo, como consecuencia del viento estelar fuerte y de la interacción radiativa de las estrellas con el medio interestelar del entorno, el viento estelar intenso barre el gas circundante, produciéndose una estructura de capas de materia ionizada entorno a la fuente de radiación, (van der Hutch, 1981, van der Hutch et al., 1985).

Por último, las estrellas WR contribuyen notablemente al enriquecimiento metálico del medio y a la nucleosíntesis. Los datos indican que entorno a las estrellas WN aumentan las cantidades de He y N, y alrededor de las WC hay enriquecimiento de He, C y O, (véase, por ejemplo, Conti, 1984, y referencias incluidas).

### 3.4.2 Estrellas Wolf-Rayet como indicadores de la evolución estelar.

Las estrellas WR son un estado en la evolución de las estrellas masivas. La mayor parte de ellas se encuentran en la fase de combustión del He, aunque, entre las muy masivas pueda haber alguna que se encuentre finalizando la fase de combustión del H. (En términos espectroscópicos, el concepto "masivas" suele incluir estrellas O hasta B3 de la Secuencia Principal, y las Supergigantes luminosas de todos los tipos espectrales).

Los modelos teóricos muestran que una estrella O, Of, puede convertirse en una estrella WR por distintos procedimientos, o canales. Básicamente: a) masa transferida entre binarias, b) pérdida de masa en las estrellas de la Secuencia Principal, c) pérdida de masa en Supergigantes, y, d) procesos de mezcla interna con pérdida de masa. En cada caso, el canal dominante dependerá mucho de la metalicidad inicial, y, por tanto, de la localización de la estrella en la galaxia, (Maeder, 1981a).



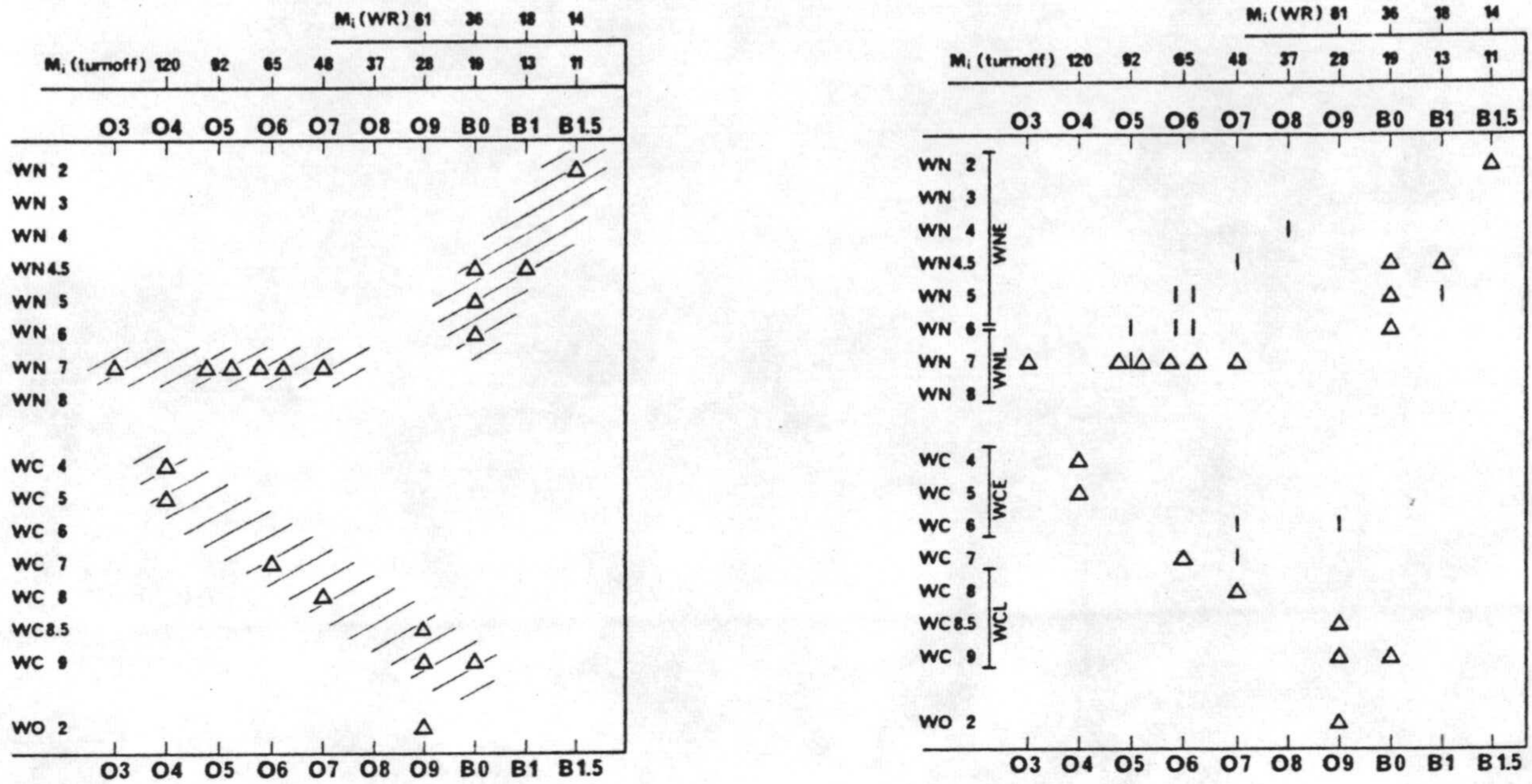


Figura 3.5: Secuencia evolutiva de las estrellas WR y conexión entre subtipos.

Izda.: Distribución de las estrellas WR simples y binarias con  $P \geq 30$  días, en cúmulos agrupados de acuerdo con el tipo espectral de su punto de giro, ( $M_{turnoff}$ ). La masa inicial de las WR, y la masa del punto de giro vienen dadas en escalas separadas.

Dcha.: La misma representación de estrellas WR simples y binarias. Las barras verticales corresponden a las WR binarias con  $P < 30$  días, (Schild, Maeder, 1984).

Por el momento, no se conoce la relación directa entre el canal de evolución y cada uno de los subtipos de WR observados, sin embargo, se han establecido ya algunas relaciones entre la masa inicial de la estrella que se convertirá en WR, su secuencia evolutiva posterior y la conexión entre subtipos, (Schild y Maeder, 1984, véase figura 3.5). Asimismo, se ha encontrado que tanto la distribución de los subtipos de WR como su frecuencia de aparición varía considerablemente tanto entre distintas galaxias, como con la distancia galactocéntrica, (van der Hutch, 1981, Conti, 1984, y referencias contenidas en ambos).

### Estrellas WR en la Galaxia.

En el plano Galáctico, las estrellas WR tienden a concentrarse en la dirección del centro de la Galaxia. Las de tipo WC son más frecuentes que las WN en las regiones más internas. La densidad de estrellas WNL y WC, (excepto WC6), es máxima en el centro, y no presenta asimetrías. La distribución del subtipo WNE es completamente distinta a la de las restantes WN. Las estrellas WO, que supuestamente representan el grupo de estrellas WR más evolucionado, sólo parecen estar presentes muy cerca del centro de la Galaxia, ( $r < 4.5 kpc$ ).



En el vecindario solar, ( $d = 2 - 3 kpc$ ), la proporción WC/WN, y la de  $N(WR)/N(RSG)$  es mayor que en la periferia de la Galaxia;  $N(WR)/N(OBA)$  es constante, (con valor 0.053; Maeder, 1981a), al igual que  $[N(WR)+N(RSG)]/N(BSG)$ . Estos datos parecen indicar que el escenario de post-RSG favorecería la formación de estrellas WC y que la eficiencia de este canal aumenta con abundancias metálicas elevadas, sugiriéndose que se producen más estrellas WR por pérdida de masa en las RSG que las formadas por pérdida de masa en las de Secuencia Principal, y que, alrededor de un tercio de las WR observadas en el vecindario solar son estrellas post-RSG, (Maeder et al., 1980, 1981a).

Asímismo, en el vecindario solar, se ha encontrado que el número de estrellas O más masivas tienen un gradiente de distribución con la distancia, que no poseen las estrellas O menos masivas. La diferencia en la población de estrellas O de distintas masas, (que equivaldría a una diferencia en la parte final, más masiva, de la IMF), pudiera ser la causa principal del gradiente de distribución de estrellas WR y, como consecuencia directa, las estrellas WR procederían de las estrellas O masivas, ( $M > 40 M_{\odot}$ ), y no de todas las estrellas O, (Conti et al., 1983). Teniendo en cuenta que los modelos teóricos y la estadística predicen que el límite inferior en la masa inicial para que una estrella pueda transformarse en WR es de  $20 M_{\odot}$ , (véase tabla 3.3), si realmente las estrellas WR procedieran sólo de las estrellas más masivas, la teoría de evolución estelar se vería modificada de forma apreciable.

|   |   |
|---|---|
| Intervalo de Masa                               | $5 M_{\odot} \leq M_{*} \leq 50 M_{\odot}$  |
| Intervalo de Luminosidad                        | $-7 \leq M_{bol} \leq -9.5$<br>( $M_{bol} = -6.0, -5.0$ para WN3-WN4 en LMC).   |
| Intervalo de $T_{eff}$                          | $35000 K \leq T_{eff} \leq 60000 K$   |
| Abundancias:                                    | $n(H)/n(He) < 3$ , contenido de H máximo en WN6-9.<br>( $N/He$ ) = $3 \cdot 10^{-2}$ , en WNL, (WN-tardías).<br>= $2 \cdot 10^{-3}$ , en WNE, (WN-tempranas).<br>< $10^{-3}$ , en WC.<br>( $C/N$ ) = $6 \cdot 10^{-3} - 4 \cdot 10^{-2}$ , en WNL.<br>= $2 \cdot 10^{-2} - 6 \cdot 10^{-2}$ , en WNE.<br>( $C/N$ ) > 60, en WC. |
| Pérdida de masa                                 | $\dot{M}(WN) = 2.7 \cdot 10^{-5} M_{\odot} y^{-1}$<br>$\dot{M}(WC) = 4.1 \cdot 10^{-5} M_{\odot} y^{-1}$  |
| Frecuencia, (para<br>(dist.galactocéntrica)     | $3.11 \text{ estrellas}/kpc^2$ , entre 7 - 9 kpc<br>1.42 , 9 - 11 kpc<br>0.32 , 11 - 13 kpc   |
| Proporción (WR/OBA),<br>en el vecindario solar. | 0.05  |

Tabla 3.3: Restricciones básicas en la evolución de estrellas WR, (Maeder, 1981a).

Hay que tener en cuenta que, debido a la extinción en el plano de la Galaxia, en ambos



casos los resultados obtenidos están sometidos a efectos de selección. Así, por ejemplo, la distribución de estrellas BSG se refiere a la población en asociaciones OB, donde el número de estrellas masivas no es grande. Por otro lado, en el vecindario solar el gradiente de abundancia es pequeño y no es posible evaluar su influencia sobre la población estelar que se forme.

### **Estrellas WR en galaxias externas.**

Como se ha mencionado anteriormente, en las galaxias externas, las estrellas WR se encuentran en los núcleos de las regiones H II gigantes. El estudio de las estrellas WR en otras galaxias, ha puesto de manifiesto diferencias en la población y distribución de subtipos. En el Gran Cúmulo de Magallanes, (LMC), la proporción WN/WC es alrededor de 4, mientras que en el Cúmulo Pequeño, (SMC), es de 7. LMC tiene, prácticamente, todos los subtipos de WN y sólo subtipos de WCE. Sin embargo, SMC sólo tiene WNE. En M 33, aunque los datos sean todavía incompletos, se ha encontrado un gradiente positivo de WN/WC con la distancia galactocéntrica, (como en la Galaxia), y casi toda su población de WR se adscribe a los grupos WNE y WCE. Por último, M 31 destaca por tener una población de estrellas WR muy baja.

Uno de los resultados más significativos es que en las regiones H II extragalácticas gigantes estudiadas hasta el momento, la cantidad de estrellas WR parece ser equiparable a la población de estrellas BSG; esto supone un incremento de un diez respecto a la población de BSG encontrada en el vecindario solar. Aún más, se ha sugerido, (D'Odorico y Rosa, 1981), que en la evolución de las regiones H II gigantes existiría una fase en que el número de estrellas WR superaría al de BSG; y, asimismo, que la importancia relativa de las estrellas WR en los complejos H II gigantes varía de un objeto a otro, (Lequeux, 1981). Estos resultados, se podrían explicar como consecuencia de que: a). la distribución de estrellas WR en la Galaxia corresponde a los datos en asociaciones OB o similares, donde el número de estrellas masivas es pequeño, (comparado con el de las regiones H II gigantes, por ejemplo), y, por tanto, la proporción de estrellas WR/BSG pudiera estar desvirtuada; b). el canal evolutivo de las WR en las regiones H II gigantes fuera distinto del post-RSG del vecindario solar; c). en las regiones H II gigantes el índice de formación estelar es elevadísimo, y no se puede asegurar que la IMF sea la misma que en el vecindario solar.

Observaciones en el óptico parecen indicar que mientras regiones H II extragalácticas gigantes tienen estrellas WN y WC, en otras sólo se detectan estrellas WN; en el caso de M 33, las regiones H II gigantes con mayor distancia galactocéntrica tienen grupos compuestos por WN+WC, y los complejos más próximos al núcleo no parecen tener estrellas WC. Dado que el fenómeno no puede asociarse como un efecto de la composición química, se ha sugerido, (D'Odorico y Rosa, 1981), que las estrellas WC pudieran ser una fase en la evolución del cúmulo de estrellas ionizantes, que tuvieran estrellas WN como progenitoras, o bien, que poseyeran una IMF distinta.



### 3.4.3 Las estrellas Wolf-Rayet en el UV. Espectros obtenidos con el IUE.

Estrellas WR están presentes en NGC 604, no sólo se han detectado en los espectros ópticos, sino que también los espectros UV de la región muestran perfiles P-Cygni característicos de estrellas luminosas con viento estelar intenso, y, líneas de emisión propias de las estrellas WR.

Para el estudio de la población estelar, en la realización de los ajustes a los espectros UV de NGC 604 es necesario incluir estrellas WR que, como en el caso de las estrellas de tipo O y B, puedan ser consideradas representativas de un tipo espectral determinado. En el caso de las estrellas WR, el empleo de estrellas clasificadas correctamente es fundamental si se tiene en cuenta la correlación encontrada entre los canales evolutivos de las estrellas masivas con la formación de ciertos subtipos de estrellas WR, (véase apartado anterior).

- Datos accesibles.

Las dificultades que se encuentran en una selección de estrellas se ven incrementadas para el caso de las estrellas WR ya que:

No existe una delimitación clara en la división de subtipos en el intervalo óptico, (el único intervalo espectral en el que se ha intentado una clasificación sistemática de estas estrellas). En ocasiones, una misma estrella WR se encuentra clasificada de forma distinta; estas discrepancias son más frecuentes en algunos subtipos en concreto, (como se verá más adelante). Hasta el momento, no se han realizado estadísticas de la correlación entre la clasificación de WR en el óptico y los espectros UV correspondientes.

Las estrellas WR observadas con el satélite IUE no son muchas. Por tanto, las posibilidades de elección quedan reducidas, (al 10% si se compara, por ejemplo, con el número de espectros de estrellas O de Secuencia Principal).

Dentro de la muestra, parte de las estrellas WR observadas forman sistemas binarios, generalmente, asociadas con estrellas luminosas de los primeros tipos. Por esta razón, con cierta frecuencia, los espectros WR obtenidos presentan la contribución de la compañera, normalmente de tipo O, resultando un espectro mezclado en un porcentaje difícil de evaluar.

- Criterios de Selección.

Los estudios de estrellas WR en distintas galaxias no han mostrado diferencias significativas en las características espectroscópicas de los distintos subtipos. Por tanto, la selección de estrellas se realizara considerando el conjunto de WR pertenecientes a la Galaxia, que cuenten con la información más completa. Con ello se pretende evitar al máximo contribuciones externas al espectro de la fuente, (por ejemplo, sistemas binarios, WR+abs, etc.), descartar en lo posible discrepancias en el subtipo espectral, las estrellas que sean peculiares, por exceso o defecto en las líneas espectrales características, y, por último, reducir en lo posible errores aleatorios en los valores de distancia y absorción.



Considerando las estrellas WR Galácticas observadas con el IUE, la selección de estrellas se ha realizado siguiendo criterios análogos a los de las estrellas O y B. Las únicas diferencias significativas son:

El tipo y subtipo de las estrellas WR seleccionadas corresponde a la clasificación espectral en el intervalo óptico. Atendiendo a las discrepancias posibles en la clasificación, se han seleccionado varias estrellas WR para los subtipos que presentan mayores dificultades, (por ejemplo, entre WN6-WN8).

Correcciones por extinción: la extinción en las WR es uno de los datos más difíciles de estimar. Según autores, los valores de extinción, de un mismo objeto, discrepan en factores 2 ó incluso superiores. Asimismo, la extinción deducida de observaciones en el óptico es menor que la obtenida en el UV con diferencias que oscilan entre 0.1 y 0.4 en magnitudes, (vease, p.ej., Nussbaummer et al., 1981, Garmann et al., 1984). Siempre que ha sido posible, se han seleccionado las estrellas que presenten una diferencia menor entre ambos valores; en caso contrario, se ha optado por el valor de extinción UV, ( $\lambda = 2200\text{\AA}$ ), y, únicamente en las estrellas que no hayan sido estudiadas en el UV se ha empleado el valor óptico.

#### 3.4.4 Clasificación espectral de las estrellas WR.

Hasta el momento, la única clasificación espectral de estrellas WR que existe es la realizada en el intervalo óptico, (sistema Smith). Inicialmente, este sistema dividió las estrellas WR en dos tipos: estrellas de la secuencia del Nitrogeno, (WN), y estrellas de la secuencia del Carbono, (WC). Cada serie está dividida en subtipos, abarcando actualmente WN2-WN10 en la serie del Nitrógeno y WC4-WC9 en la secuencia del Carbono. En ambos casos, los niveles de excitación más elevados se encuentran en las estrellas de los primeros tipos de cada serie. Por encima del nivel de excitación más alto de las WC, se incluyeron estrellas que presentaban líneas de OVI muy intensas, con frecuencia mucho más intensas que las líneas normales de las estrellas WC. Esta "serie OVI" es la denominada WO, definida de forma análoga a la WN y WC.

La división en subtipos de la serie WN se realiza en función de la intensidad relativa en las líneas de los iones NIII, NIV, y NV, junto con las del HeI y HeII para los últimos tipos. Para las estrellas de la serie WC se estudia la intensidad relativa de las líneas de CIII, CIV y OV junto con la anchura de la línea de CIII y CIV, ( $\lambda = 4650\text{\AA}$ ). La serie WO se define estudiando la intensidad relativa de las líneas de emisión del OIV, OV y OVI.

En general, la clasificación espectral descrita es aplicable a la mayor parte de las estrellas WR. Sin embargo, existen dificultades al clasificar estrellas comprendidas entre los tipos espectrales WN6-WN8 donde hay que tener en cuenta la influencia del HeI en el espectro en lugar de las líneas de N únicamente. Por este motivo, en ocasiones se encuentra la misma estrella WR clasificada de forma distinta. Este problema, no sólo es muy frecuente en el intervalo WN6-WN8, sino también en los últimos tipos de la serie del Carbono, (por ejemplo, para las estrellas entre los subtipos WC8-WC9, véase Lundström y Stenholm, 1984a).



### 3.4.5 Características espectrales de las estrellas WR.

Las estrellas WR no están clasificadas en el UV, y su espectroscopía se realiza por comparación con la clasificación óptica, (véase, por ejemplo, Nussbaumer et al., 1981). Las características espectrales de la estrellas WR en el UV, que se han tenido en cuenta en el estudio de la población estelar de NGC 604, son:

- En las estrellas WR de Nitrógeno, (WN), la mayor parte de las líneas de emisión son comunes a todos los subtipos, su intensidad relativa varía mucho a lo largo de la serie. Las anchuras de las líneas son similares en los distintos subtipos, a excepción de WN8 que presentan líneas mucho más estrechas y un espectro dominado por NIII. En longitudes de onda corta, (1152 – 1950Å), los espectros se caracterizan por una disminución progresiva en las condiciones de excitación desde WN3 hasta WN8, protagonizada por las líneas de N. La línea de NV-1240Å domina en WN3, y se mantiene igual hasta WN6, se debilita en WN7, donde dominan el NIV y NIII, y se hace muy débil en WN8, donde domina NIII. Las líneas NIV-1486Å y NIV-1718Å, tienen intensidad máxima en WN5-WN6. La línea de emisión HeII-1640Å, es máxima en WN5. Los espectros tienen las líneas de resonancia del CIV-1550Å, y CII-1335Å, (sólo se ha detectado el perfil P-Cygni CIII-1175Å, en WN7). Toda la serie presenta una línea de emisión no identificada en  $\lambda = 1360\text{Å}$ , y otra en  $\lambda = 1376\text{Å}$ , (que también aparece en la serie WC). Las diferencias más importantes en la serie del nitrógeno se presentan en las estrellas WN3-WN4, son las únicas que no tienen SiIV-1393, 1402Å, y, sin embargo, presentan OV-1371Å a la longitud de onda del laboratorio.
- Las estrellas WR de Carbono, (WC), tienen espectros muy similares entre los subtipos WC5-WC7, con líneas de emisión muy ensanchadas, (20Å), mientras que las WC8-WC9, tienen líneas mucho más estrechas y por consiguiente gran parte de las líneas que estaban mezcladas en los espectros de las WCE, se encuentran resueltas en las WC8-WC9, (como es el caso de la línea de HeII-1640Å). Las estrellas WC tienen un espectro de líneas de emisión mucho más rico que las WN. Las WC tienen una disminución en las condiciones de excitación a lo largo de las serie de WC5 a WC9, similar al de las WN. El doblete CIV-1550Å, es muy intenso en WC5-WC6 y se debilita hasta llegar a WC9. Las líneas del CIII están presentes con claridad en todos los subtipos, mientras que las de CII se hacen significativas en los espectros de las estrellas WC8-WC9. Todas las estrellas WC tienen las líneas de resonancia de SiIV-1397, 1402Å, a menudo mezclada con las líneas de intercombinación del OIV]-1397, 1402Å. Asimismo, se ha observado la línea de OIV-1343Å, por lo general mezclada con CII-1334, 1335Å. La presencia de OV en los espectros de las estrellas WC no esta todavía bien establecida.

### 3.4.6 Selección final.

La selección de estrellas WR que se ha empleado en los ajustes a los espectros UV de NGC 604 se especifica en la tabla 3.4:



| Estrella  | Tipo | E(B-V) | d(pc) |
|-----------|------|--------|-------|
| HD 9974   | WN3  | 0.35   | 6100  |
| HD 187282 | WN4  | 0.2    | 5900  |
| HD 50896  | WN5  | 0.0    | 1770  |
| HD 191765 | WN6  | 0.42   | 2000  |
| HD 93131  | WN7  | 0.16   | 2630  |
| HD 151932 | WN7  | 0.45   | 2090  |
| HD 16523  | WC6  | 0.55   | 4000  |
| HD 156385 | WC7  | 0.25   | 1660  |

Tabla 3.4: Estrellas Wolf-Rayet seleccionadas.

- En la primera columna se da la identificación de la estrella.
- En la segunda columna el tipo espectral.
- En la tercera el valor del enrojecimiento, ( $E(B - V)$ ).
- En la cuarta la distancia, en *pc*.



## Capítulo 4

# Población Estelar en NGC 604.

### 4.1 Resultados del proceso de ajuste.

#### 4.1.1 Introducción

La población estelar de NGC 604 se ha obtenido ajustando los espectros UV de NGC 604 observados con un espectro formado por una combinación de estrellas luminosas O y B de los primeros tipos y de estrellas WR.

Los ajustes se han realizado utilizando el procedimiento descrito, (véase apartado 3.1.), empleándose como datos de entrada los espectros UV de NGC 604, (capítulo 2.), y un espectro de las estrellas O, B y WR de los tipos espectrales que se consideren en cada caso, (véase 3.3. y 3.4.). Finalizado el proceso se obtiene el espectro combinado optimizado para el grupo de estrellas elegido, y el número y tipo espectral de las estrellas empleadas en el mismo. En cada caso, la calidad del ajuste se ha evaluado atendiendo a las líneas características del espectro UV de NGC 604; y se ha mejorado variando los tipos espectrales de la combinación de estrellas inicial. El número de estrellas por tipo espectral que contribuye a los espectros UV de NGC 604 se resume en la tabla 4.1; en el apartado 4.1.2, se compara cada espectro UV observado con el espectro resultante del ajuste. Al comparar la población estelar obtenida con el ajuste a cada espectro UV, con la zona de NGC 604 observada en cada caso, (véase capítulo 2), se encuentran áreas comunes a varios espectros UV de NGC 604, la población estelar entre estas zonas es consistente, obteniéndose el mapa de la distribución espacial de las estrellas en la región.

Por último, a partir de los resultados obtenidos en los ajustes se discute la contribución de los distintos tipos espectrales a las líneas de emisión, a los perfiles P-Cygni y al continuo observados y la relación entre la población estelar encontrada y las características del espectro UV de NGC 604, (véase 4.1.3).

#### 4.1.2 Ajuste a cada uno de los espectros UV observados en NGC 604.

En este apartado, se comparan gráficamente algunos de los espectros UV de NGC 604 observados con el espectro resultante del ajuste, (la población obtenida se detalla en la tabla 4.1). En cada figura, (figuras 4.1- 4.6), se representa el espectro observado, (línea



| Espectro       | O5d | O9d | O5s | WC7 | Ref. |
|----------------|-----|-----|-----|-----|------|
| N604FE- 5FEB79 | 14  | 42  | 8   | 38  | 1    |
| N604JU-30JUN79 | 22  | 33  | 7   | 21  | 2    |
| N604DE- 9DEC79 | 16  | 39  | 9   | 30  | 4    |
| N604DE- 9DEC79 | 19  | 33  | 10  | 6   | 4b   |
| N604JA-13JAN82 | 16  | 31  | 11  | 10  | 6    |
| NWR11T-31JAN83 | 16  | 42  | 11  | 16  | 7    |
| NWR11S- 1NOV82 | 14  | 36  | 11  | 19  | 8    |
| NWR13T- 3FEB83 | 3   | 9   |     | 6   | 9    |
| N60408-19NOV84 | 21  | 34  | 7   | 28  | 15   |
| N60409-19NOV84 | 9   | 18  |     | 12  | 16   |
| N604TO-        | 30  | 52  | 7   | 40  | 17   |
| N08.1C-        | 8   | 19  | 7   | 18  | 18   |
| N08.2C-        | 13  | 15  |     | 10  | 19   |
| N09.1C-        | 4   | 5   |     | 7   | 20   |
| N09.2C-        | 5   | 13  |     | 5   | 21   |

Tabla 4.1: Población estelar observada en NGC 604 en el UV. Los espectros de la región están corregidos por extinción Galáctica únicamente, ( $E(B-V)=0.03$ ).

oscuro), con el resultante del ajuste, (línea más clara); y se comenta la calidad del ajuste sobre las líneas de emisión y perfiles P-Cygni característicos de las estrellas O, B y WR.

#### 4.1.3 Características de los espectros UV de NGC 604 a partir de los ajustes realizados.

Los ajustes a los espectros UV de NGC 604 indican que las *líneas de emisión* y los perfiles P-Cygni observados se deben a las estrellas O, (MS y SG), y a las WR; mientras que las estrellas de tipo B contribuyen al nivel del *continuo*, principalmente en el UV más próximo, y no afectan de forma significativa al ajuste en líneas que caracterizan los espectros UV observados.

Los resultados de los ajustes muestran que los subtipos espectrales consecutivos tienen el mismo efecto sobre la combinación resultante, (e.g. O7d y O8d), en cambio, se puede distinguir entre tipos y subtipos estelares que tengan diferencias significativas en la intensidad de las líneas, o bien en el continuo, (e.g. O5d y O5s; O5d y O9d).

La calidad de los ajustes en los perfiles P-Cygni es especialmente sensible a la combinación estelar utilizada, encontrándose que la combinación inicial repercute de forma distinta y casi independiente sobre los distintos perfiles observados, básicamente:

- El NV procede de las estrellas más luminosas en Secuencia Principal, O5d, (y WN).
- El perfil del SiIV se debe principalmente a la contribución de las estrellas SG.
- Al CIV contribuyen las enanas masivas, O5d, (y WC).



- Las estrellas WR, se obtienen por efecto combinado de los P-Cygni con la intensidad de sus líneas características, (como la de HeII,  $\lambda 1640\text{\AA}$ ).
- En las estrellas en MS con luminosidad menor, (O9d), las líneas de NV, SiIV y CIV, tienen una intensidad similar, y, en la práctica, son las estrellas que contribuyen a todas las líneas sin aumentar excesivamente el continuo, y viceversa.
- En el UV lejano, las estrellas B, (hasta B2d), afectan al nivel de continuo entorno a  $1600 - 1690\text{\AA}$ , sin embargo, aunque no se empleen estrellas B en los ajustes, el número de WR no resulta sobrestimado, ya que, con un número menor de estrellas WR no es posible ajustar los perfiles P-Cygni observados.

Mientras que las líneas citadas anteriormente son claras e identificables en todos los espectros UV de NGC 604, el método de ajuste (FIT) ha permitido la identificación de otras líneas más débiles cuya identificación hubiera sido, de otra forma, muy dudosa, estas líneas son:

- La emisión de NIV,  $\lambda 1486\text{\AA}$ , debido a la presencia de estrellas WR.
- Emisión de OIII],  $\lambda 1666\text{\AA}$ , debida a las estrellas WC.
- Perfil P-Cygni muy débil, de NIV,  $\lambda 1718\text{\AA}$ , por presencia de WN, mezclado con el de SiIV,  $\lambda 1722\text{\AA}$ , producido por WC.

En algunos espectros se observan las emisiones de NIII],  $\lambda 1751\text{\AA}$ , y de CIII],  $\lambda 1908\text{\AA}$ , ambas de origen nebuloso.



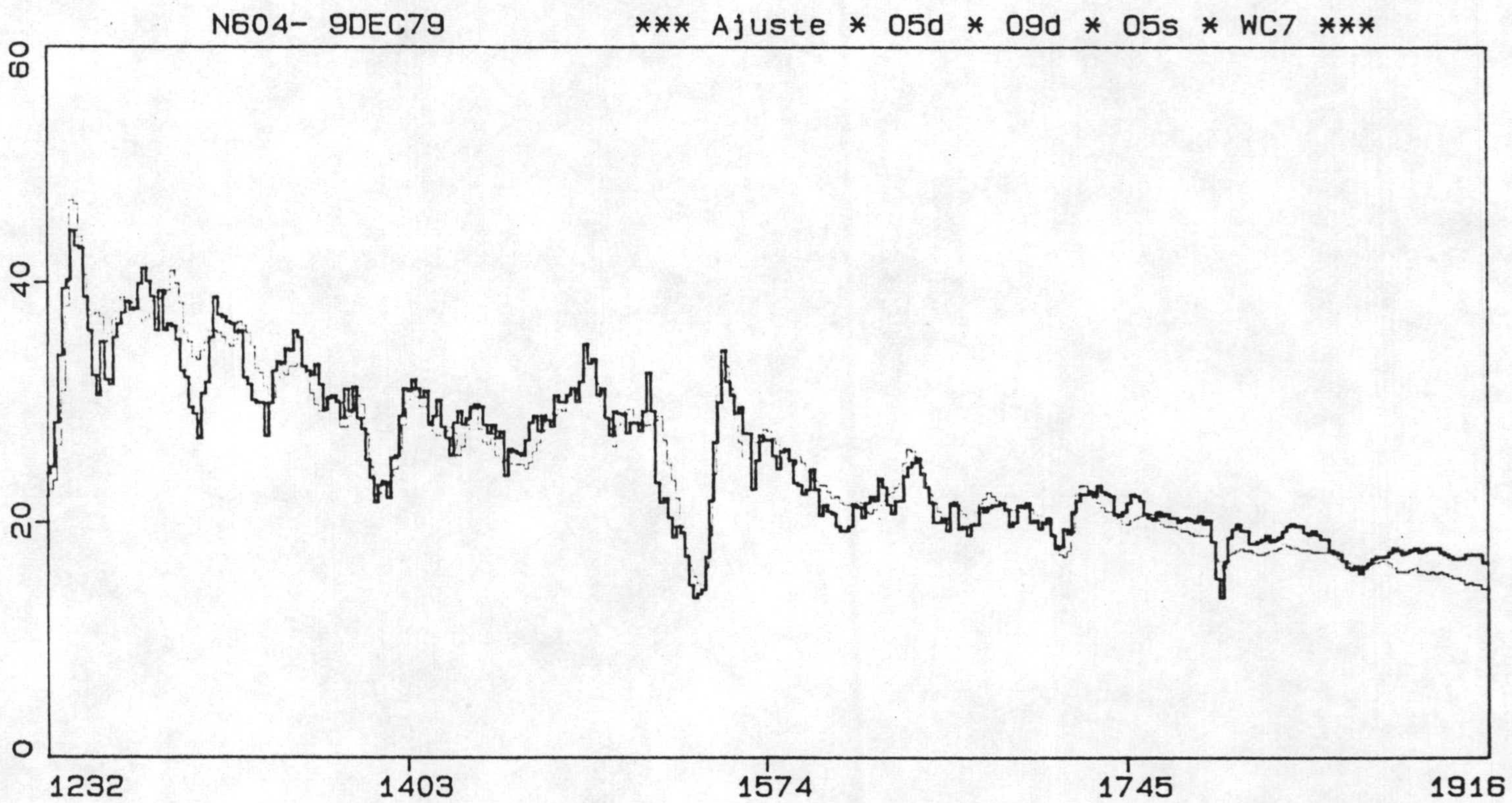


Figura 4.1: Ajuste al espectro N604DE- 9DEC79.  
 En este espectro destaca la calidad del ajuste en los perfiles P-Cygni, del SiIV y CIV, así como en las emisiones debidas a las estrellas WR, HeII- $\lambda$ 1640Å, NIV- $\lambda$ 1486Å, OIII]- $\lambda$ 1666Å, y el perfil P-Cygni(mezcla) del NIV- $\lambda$ 1718Å y del SiIV- $\lambda$ 1722Å.



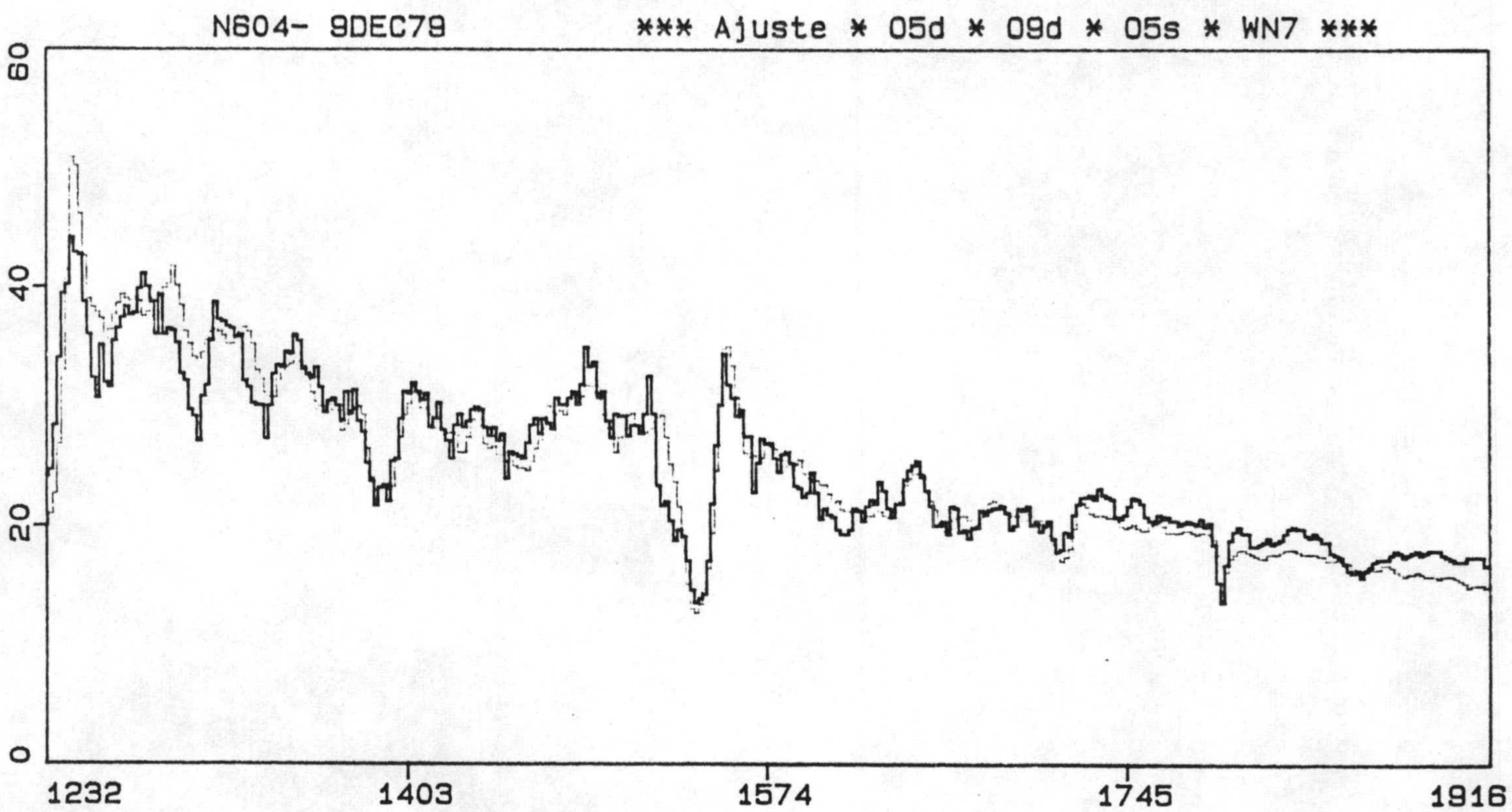


Figura 4.2: Ajuste al espectro N604DE- 9DEC79. Ejemplo del ajuste al mismo espectro pero empleando una estrella WN7 en lugar de WC7. En este caso, el ajuste a la línea del NV es peor que el obtenido en el anterior, (fig 4.1), la calidad en las restantes líneas es similar. Comparando los resultados se puede obtener la proporción entre estrellas WC y WN7, (30 a 6 para NGC 604).



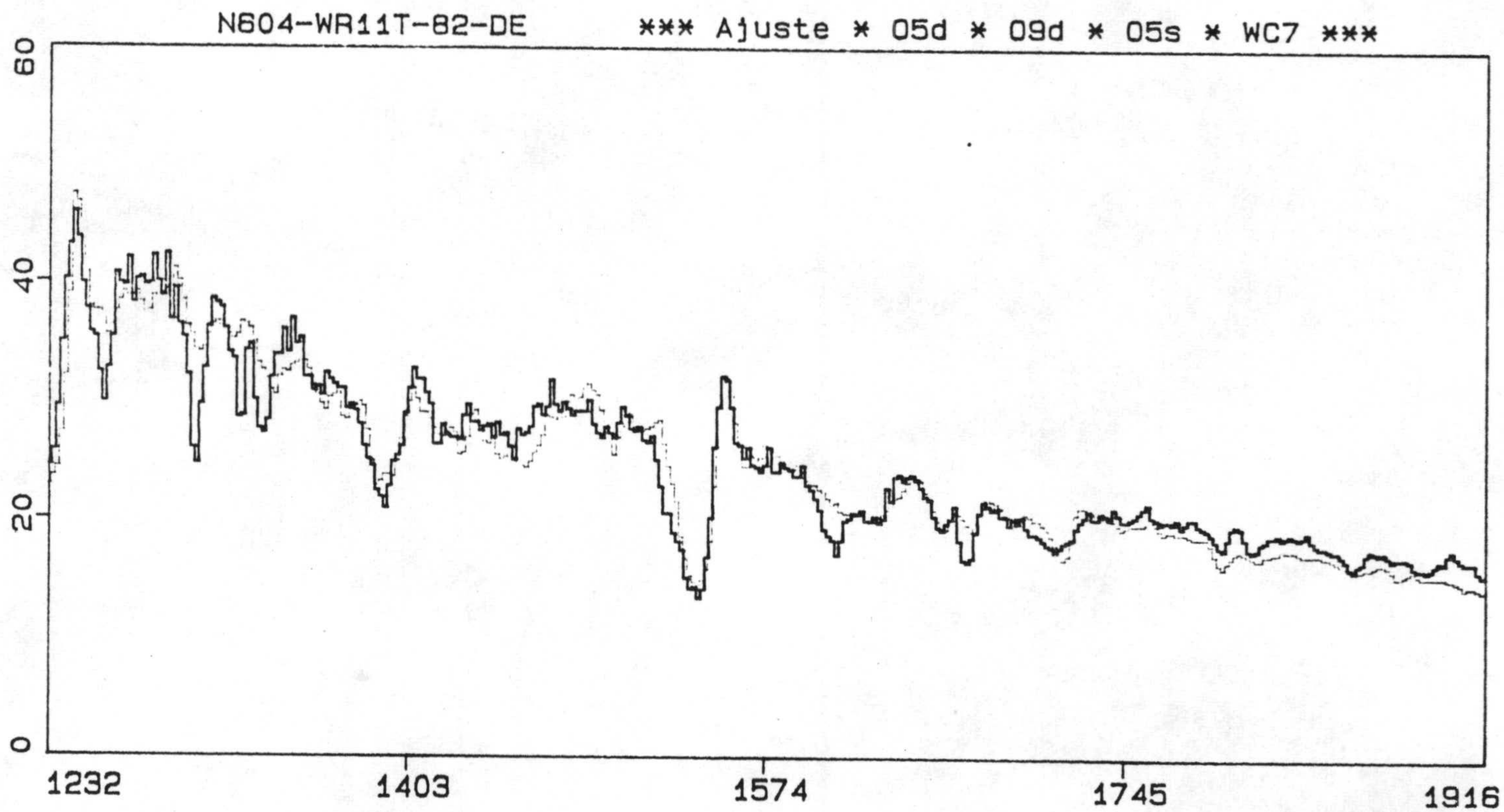


Figura 4.3: Ajuste al espectro NWR11T-31JAN83.EI ajuste es bueno en general.



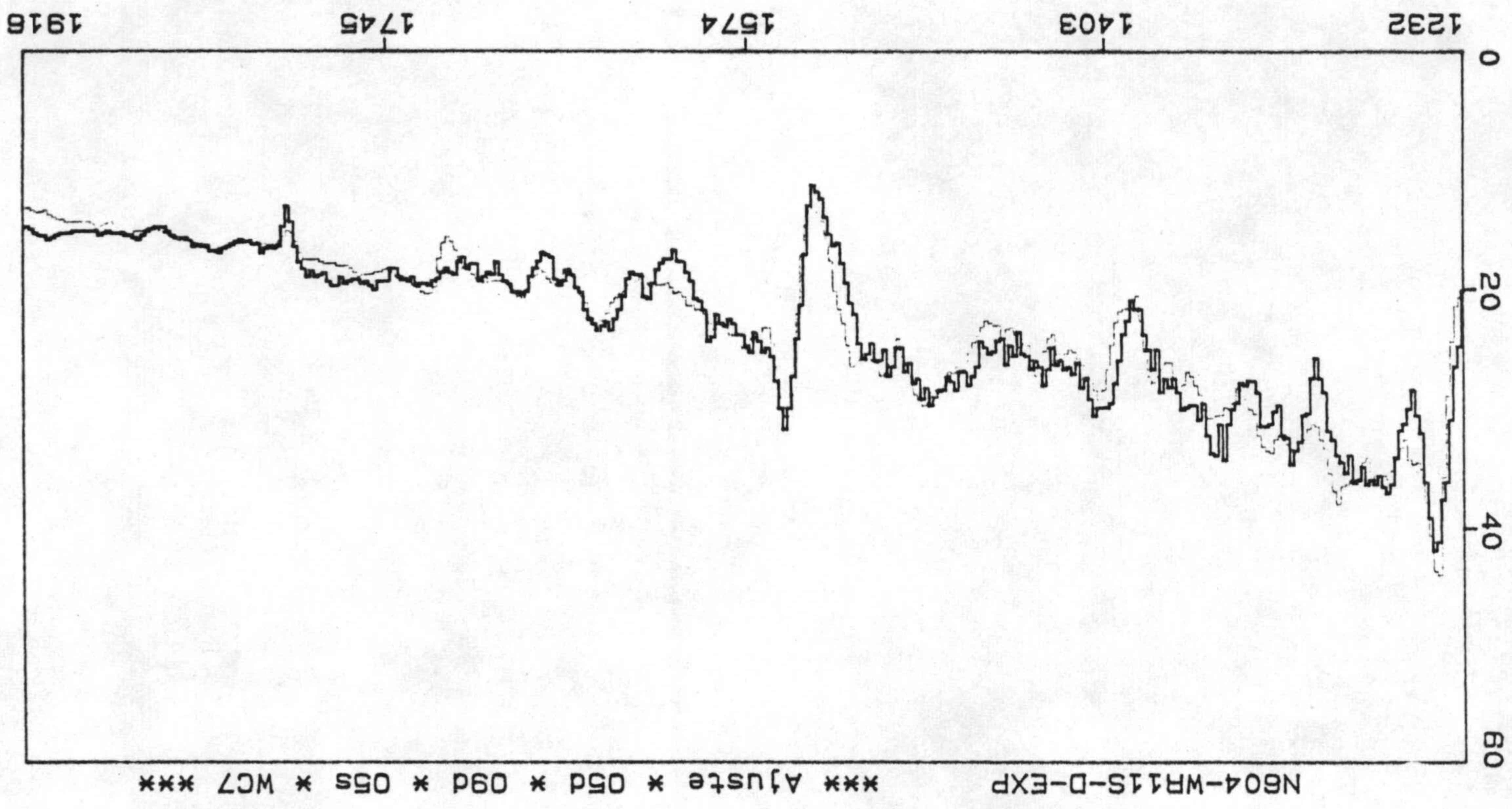


Figura 4.4: Ajuste al espectro NWR11S- 1NOV82.



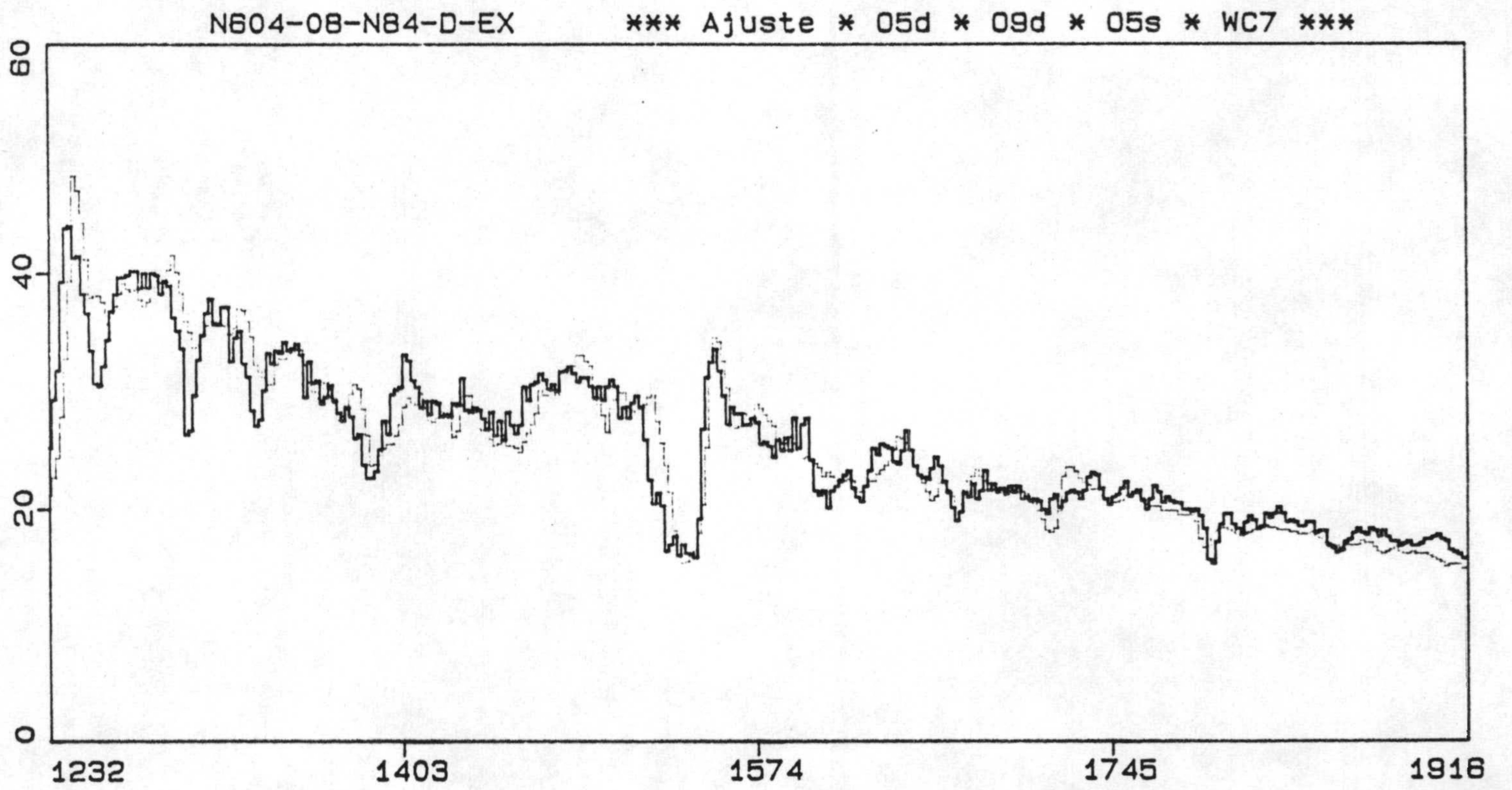


Figura 4.5: Ajuste al espectro N60408-19NOV84.



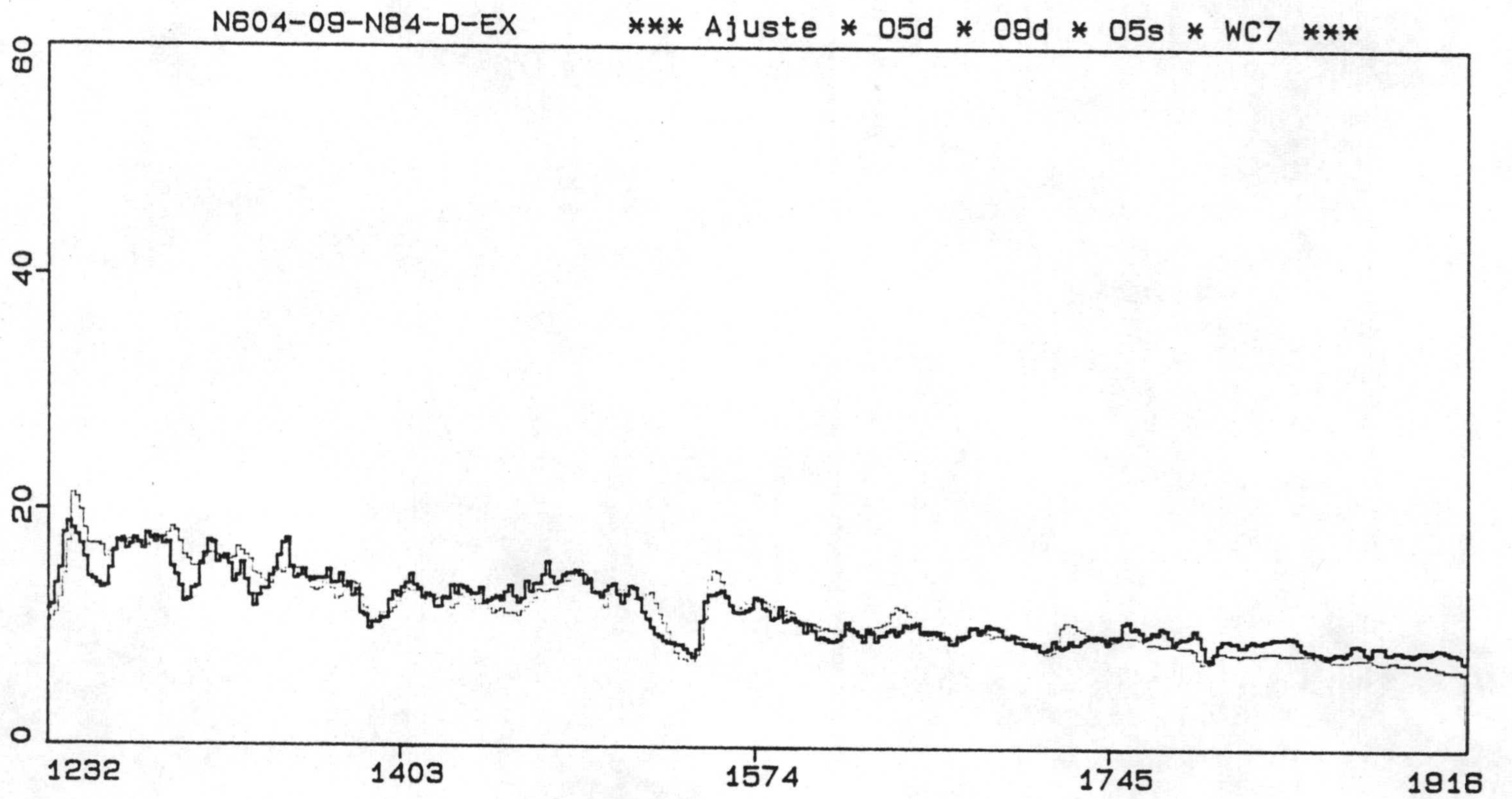


Figura 4.6: Ajuste al espectro N60409-19NOV84.  
El espectro corresponde a la zona Este completa; como se aprecia en la figura, la intensidad de las líneas de emisión es mucho menor que en los espectros precedentes.



## 4.2 Comparación con Resultados Experimentales Precedentes.

En este apartado se compara la población estelar obtenida en el proceso de ajuste de los espectros UV de NGC 604, (apartado anterior, 4.1.), con los resultados experimentales obtenidos por distintos autores en el óptico, IR y radio. Como se verá más adelante, la mayor parte de los datos de NGC 604 en estos intervalos espectrales se refieren a valores totales, ó valores promedio, de la región en conjunto, por tanto, los datos UV se han comparado: i). con la población total de la región; ii). con la población obtenida por componentes, (para las mismas zonas que las observadas con el IUE), (véase capítulo 2.).

Siguiendo este esquema, la población obtenida en el proceso de ajuste de los espectros UV de NGC 604 se han comparado con:

1. El número de estrellas WR resultante de la espectroscopía óptica, (apartado 4.2.1).
2. La emisión nebular  $H\beta$  observada en la región, (apartado 4.2.2).
3. La población que resultaría corrigiendo los espectros UV con distintos parámetros de extinción obtenidos: i) en el Óptico, considerando las dos leyes de extinción propuestas para NGC 604, Galáctica, (Searle 1971), e intermedia entre la Galáctica y del Gran Cúmulo de Magallanes, (Lequeux, 1981); y ii) en Radio, donde, dado que en NGC 604 el polvo está distribuido irregularmente según las zonas, se han considerado los efectos de la extinción para: a) la extinción total promedio sobre la población total de la región; b) variación de la población obtenida por efecto de la extinción diferencial sobre las distintas componentes observadas. Asimismo, los resultados obtenidos en los tres casos, (UV, UV(Opt), UV(Rad)) se discuten en función del número de fotones ionizantes que supondría la población estelar, comparándolos con los datos observados en los intervalos espectrales correspondientes; y por último, se compara la proporción de estrellas por tipo espectral obtenido en cada caso, (apartado 4.2.3.).

### 4.2.1 Comparación entre los datos espectroscópicos UV y Ópticos.

En los espectros ópticos de NGC 604 se detectan la presencia de bandas de emisión muy intensas características de las estrellas WR. Empleando la espectroscopía óptica se ha estimado el número total de estrellas WR en NGC 604,  $N_{WR}$ , y el tipo espectral, (WN ó WC), dominante. Los resultados obtenidos hasta el momento, indican que NGC 604 posee un número de estrellas WR,  $N_{WR}$ , (entre 35-70, véase tabla 4.2), comparable al número de las estrellas O y B más masivas que ionizan la región,  $N_{OB}$ , (un orden de magnitud superior que la proporción obtenida para M 33, Berkhuijsen, 1982). Por otro lado, el tipo de WR dominante en NGC 604 difiere según autores, pasando de WN7 a una proporción  $(WC/WN) = 20/4$ , apuntándose que estas diferencias pudieran deberse a efectos de selección en las técnicas de exploración empleadas, (véase Wampler, 1982; y referencias allí incluidas).

Los resultados de la comparación de la población de estrellas WR obtenida en el UV con la resultante de los espectros ópticos se resume en la tabla 4.2:



1. En la primera columna se da la identificación del espectro (UV) ó bien la referencia para los datos obtenidos en el óptico, (óptico(1) Wray y Corso, 1972; óptico(2) D'Odorico, Rosa, 1981; Rosa, D'Odorico, 1982).
2. En la segunda columna el número de estrellas WR obtenidas en los ajustes a los espectros UV de NGC 604.
3. En la tercera columna el número de estrellas  $N_{OB}$ , obtenido de la suma de estrellas O5d-O9d y O5s resultante de los ajustes.
4. En la cuarta columna el cociente  $N_{WR}/N_{OB}$ .
5. En la quinta columna el tipo espectral de WR dominante.
6. En la sexta la proporción entre las WR de Carbono y de Nitrógeno obtenida en cada caso.
7. En la séptima columna la distribución de las WR por tipos espectrales, obtenida con las observaciones en el óptico, (D'Odorico, Rosa, Wampler, 1983).

| Espectro  | $N_{WR}$ | $N_{OB}$ | $N_{WR}/N_{OB}$ | WR-dom | WC/WN | Tipo(WR) <sub>Opt</sub> |
|-----------|----------|----------|-----------------|--------|-------|-------------------------|
| 08        | 28       | 62       | 0.5             |        |       | WC+WN                   |
| 09        | 12       | 27       | 0.4             |        |       | WN                      |
| TOTAL     | 40       | 89       | 0.5             | WC7    | 30:6  |                         |
| 08-1c     | 18       | 34       | 0.5             |        |       | WN+WC                   |
| 08-2c     | 10       | 28       | 0.36            |        |       | WC                      |
| 09-1c     | 7        | 9        | 0.8             |        |       | WN                      |
| 09-2c     | 5        | 18       | 0.3             |        |       | WN                      |
| óptico(1) |          |          |                 | WC     | 20:4  |                         |
| óptico(2) | 50       |          | 1               | WN7    |       |                         |

Tabla 4.2: Comparación entre la población estelar obtenida con los espectros UV observados y la resultante de datos ópticos.

#### 4.2.2 Comparación con la Emisión Nebular.

La población estelar obtenida de los espectros UV de NGC 604 se puede comparar con la emisión  $H(\beta)$ , (integrada), observada en el óptico sabiendo que los fotones producidos por las estrellas son los causantes de la ionización de la nebulosa; los resultados obtenidos se resumen en la tabla 4.3:

- El número total de fotones ionizantes en cada zona de NGC 604 observada,  $N_{Ly\alpha}$ , (segunda columna), se ha calculado con el promedio del número de fotones del continuo



de Lyman, (Lyc), resultante de la población estelar obtenida en los ajustes a los espectros UV, (apartado 4.1). El número de fotones ionizantes,  $N_{Lyc,*}$ , producido por las estrellas en Secuencia Principal, MS, y Supergigantes, SG, considerado aquí es el dado por Panagia, (1973), en el caso de las estrellas Wolf-Rayet, WR, los valores  $N_{Lyc,*}$  se han tomado de Barlow et al., (1981).

- La emisión  $H_\beta$  de NGC 604, (cuarta columna), corresponde a la emisión integrada (total) de la región  $\log F(H_\beta) = 38.97$ , siendo  $(H_\alpha/H_\beta) = 3.02$ , (J.Melnick, comunicación personal).
- El flujo de fotones ionizantes,  $S_u$  total, (quinta columna), se ha obtenido de la emisión  $H_\beta$ , corrigiendo por enrojecimiento, (apartado 3.2.1), con  $C(H_\beta) = 0.08$ , (flujo intrínseco total,  $I(H_\beta) = 1.12 \cdot 10^{39}$ ).
- Los valores del flujo  $H_\beta$  emitido por las componentes de la región observadas con el IUE, (en la quinta columna), se han obtenido integrando el mapa de isofotas de  $H_\beta$  en la región, proyectadas sobre la posición de la rendija del IUE, (véase tabla 4.4, y fig. 4.7).
- Por último, y como comparación, en la tercera columna se da el número de estrellas O5d correspondiente al número de fotones,  $N_{Lyc}$ , obtenido de los espectros UV, y en la sexta columna el número de O5d correspondiente al flujo de fotones  $S_u$  obtenida con la emisión en el óptico,  $H_\beta$ ; siendo  $N_{Lyc,*}(O5d) = 5.13 \cdot 10^{49} \text{ ph s}^{-1}$ , (Panagia, 1973).

| Espectro | $N_{Lyc}$<br>$10^{51}$<br>$\text{phs}^{-1}$ | $N_*(O5d)_{UV}$ | $I(H_\beta)$<br>$10^{39}$ | $S_u$<br>$10^{51}$<br>$\text{phs}^{-1}$ | $N_*(O5d)_{Opt}$ |
|----------|---|-----------------|---------------------------|---|------------------|
| 08       | 1.54  | 30.03           | 0.4                       | 0.87                                    | 17               |
| 09       | 0.57  | 11.13           | 0.34                      | 0.74                                    | 14               |
| TOT      | 2.11  | 41.14           | 1.12                      | 2.41                                    | 47               |
| 08-1c    | 0.83  | 16.14           |                           |   |                  |
| 08-2c    | 0.71  | 13.90           |                           |   |                  |
| 09-1c    | 0.20  | 3.92            |                           |   |                  |
| 09-2c    | 0.31  | 6.12            |                           |   |                  |

Tabla 4.3: Comparación entre la población estelar obtenida en NGC 604 con la emisión nebular  $H_\beta$ ,  $\lambda = 4861\text{\AA}$ .

Los resultados obtenidos indican que la ionización completa de la nebulosa,  $S_u$  total, se produce por las estrellas observadas en el UV,  $N_{Lyc}$ ; al mismo tiempo, comparando por componentes, se obtiene que en el Este la emisión en el óptico, (0.74), es mayor que la emisión en el UV, (0.57), y, en el Oeste, la emisión nebular es casi la mitad



que el número de fotones ionizantes obtenido en el UV, (0.87 frente a 1.54). La diferencia encontrada puede deberse: i). a que la proporción estrellas-gas, (en masa), sea superior en el Oeste que en el Este, debido a una eficiencia de formación estelar diferente entre zonas, (véase apartado, 5.1.3); ii). a que la densidad de gas en el Oeste sea menor, barrido por el viento generado por las estrellas WR que dominan en la zona; ó a ambos efectos simultáneamente.

En cualquier caso, la emisión nebular total,  $H_\beta$ , es igual, (e incluso mayor), al número de fotones ionizantes producido por las estrellas, es decir que, la población observada en el UV, (sin corregir de extinción), es la de las estrellas masivas en NGC 604; y que, (como se comprobará a continuación, apartado 4.2.3.), los espectros UV obtenidos no pueden estar afectados por una extinción mayor que la del óptico.

| Contorno | $H_\beta$ | área<br>$mm^2$ | % área | $I(H_\beta)$<br>$10^{38}$ | $I(H_\beta)/mm^2$<br>$10^{35}$ |
|----------|-----------|----------------|--------|---------------------------|--------------------------------|
| 1        | 35.4      | 3457           | 42     | 2.309                     | 0.668                          |
| 2        | 58.3      | 1896           | 23     | 2.085                     | 1.100                          |
| 3        | 83.3      | 958            | 12     | 1.506                     | 1.572                          |
| 4        | 110.0     | 741            | 9      | 1.538                     | 2.026                          |
| 5        | 139.0     | 577            | 7      | 1.513                     | 2.662                          |
| 6        | 171.0     | 326            | 4      | 1.052                     | 3.227                          |
| 7        | 204.0     | 98             | 1.2    | 0.377                     | 3.847                          |
| 8        | 239.0     | 112            | 1.3    | 0.505                     | 4.509                          |
| 9        | 277.0     | 63             | 0.76   | 0.329                     | 5.222                          |
| 10       | 316.0     | 1              | 0.012  | 0.006                     | 5.960                          |
| Total    |           | 8299           | 100    | 11.2                      |                                |

Tabla 4.4: Distribución de la emisión  $H_\beta$ ,  $\lambda = 4861\text{\AA}$ , observada en NGC 604.

#### 4.2.3 Efectos de la Extinción sobre la Población Estelar observada en NGC 604.

La población estelar en NGC 604 se ha obtenido con los espectros UV observados sin tener en cuenta la extinción producida por la presencia de gas y polvo en la región.

Como se expuso anteriormente, (apartado 3.2.), la extinción extragaláctica en NGC 604 puede ser externa ó interna, si la extinción es externa, la corrección sobre los espectros UV observados será la misma que en las longitudes de onda restantes; si la extinción es interna se podría considerar que los datos de la región obtenidos en el UV corresponden a la población estelar de la parte exterior de NGC 604, y que, a medida que se aumente la longitud de onda de observación, (e.g., óptico ó radio), se obtengan datos de zonas más internas de la región. En este caso, los espectros UV no estarían afectados por la misma extinción que la medida en otros intervalos espectrales puesto que los datos no procederían de la misma parte.



NGC 604 HBETA 4001

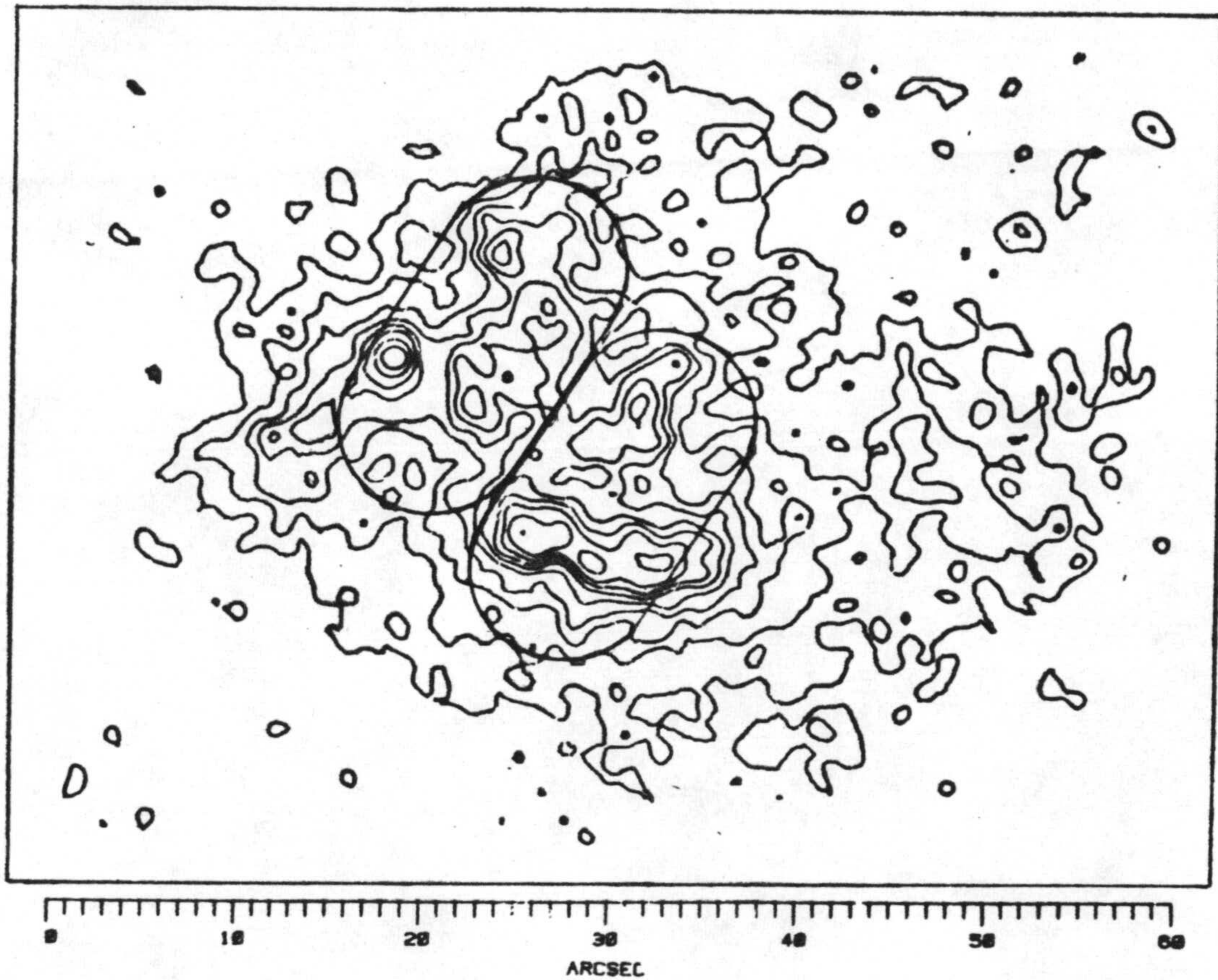


Figura 4.7: Mapa de la emisión  $H_{\beta}$  en NGC 604, con la rendija del IUE proyectada sobre el área observada en el UV.



Los resultados obtenidos al comparar la emisión nebular óptica,  $H_{\beta}$ , y la estelar UV, (apartado 4.2.2.), indican que la extinción externa es pequeña, y que si los espectros UV obtenidos estuvieran afectados por extinción interna, el efecto en promedio no superaría el valor de la extinción óptica.

Para comprobar la incidencia de la extinción, total y diferencial, sobre los espectros UV de NGC 604 se ha comparado la población estelar obtenida con los espectros observados, (sin corregir), con la que resultaría al corregir los espectros UV con la extinción observada en radio, los valores de extinción promedio y en cada zona empleados, (tabla 4.5), se han obtenido calibrando la distribución  $H_{\alpha} - \text{Radio}(6\text{cm})$  observada, (véase figura 4.8).

| Espectro | $A_v$ | $E(B - V)$ | $f_{\rho}$ |
|----------|-------|------------|------------|
| 08       | 0.62  | 0.19       |            |
| 09       | 0.52  | 0.16       | 2.12       |
| TOT      | 0.57  | 0.18       | —          |
| 08-1c    | 0.33  | 0.10       |            |
| 08-2c    | 0.92  | 0.29       | 1.18       |
| 09-1c    | 0.53  | 0.17       |            |
| 09-2c    | 0.52  | 0.16       | 0.62       |

Tabla 4.5: Extinción total y diferencial para NGC 604, obtenida con la distribución  $H_{\alpha} - \text{Radio}(6\text{cm})$  observada.

Empleando los valores de extinción radio de la tabla 4.5, se ha obtenido que las diferencias en el nivel continuo de los espectros UV de la zona Este, (débil), y Oeste, (más brillante) de NGC 604, no se justifican por efectos de extinción sino por la densidad de estrellas presentes en cada zona, el factor de densidad de población entre las componentes, ( $f_{\rho}$  de la tabla), se ha obtenido de la diferencia entre continuos, (variación porcentual entre espectros), y suponiendo que la distribución estelar por tipos espectrales es la misma en todas las zonas observadas.

Comparando la población estelar UV observada en NGC 604, con la resultante de los ajustes a los espectros UV corregidos con el valor de extinción en radio, (UV(Radio)), el número de estrellas por tipo espectral en el espectro corregido es un orden de magnitud mayor que la población estelar obtenida con los espectros UV observados, (sin corregir), ( $A_i(\text{NGC } 604)_{A_v=0.5\text{mag}} = 10 A_i(\text{NGC } 604)_{A_v=0.0\text{mag}}$ ); el número de fotones ionizantes,  $N_{Ly\alpha}$ , que produciría la población UV(Radio), aumentaría también un factor 10, en contradicción con los resultados obtenidos previamente. Los resultados indican que los espectros UV no están afectados por la misma extinción que la obtenida en radio, y que la mayor parte de la extinción tiene que ser interna. En consecuencia, tanto si se realiza directamente (extinción externa), como si se aplica un gradiente de extinción, (extinción interna), al corregir los espectros UV observados con los valores de extinción radio se estaría extrapolando la distribución obtenida a la región en conjunto.

Es importante destacar aquí, que la proporción entre los tipos espectrales observados para los espectros UV sin corregir y los corregidos, UV(Radio), se mantiene por tanto,



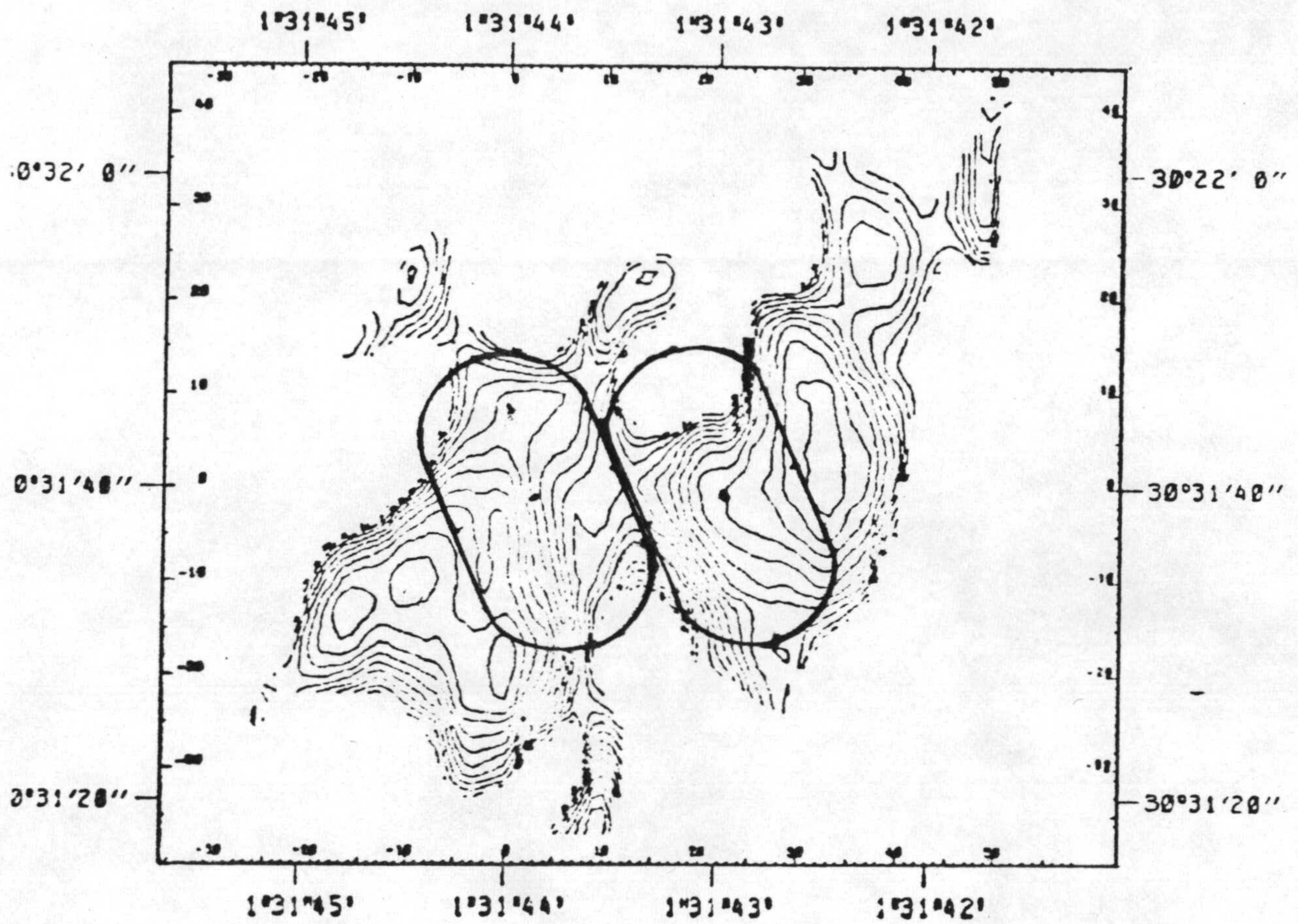


Figura 4.8: Mapa de la emisión  $H_{\alpha}$  - Radio(6cm) observada en NGC 604, la rendija del IUE está proyectada sobre las áreas de la región observadas en el UV.



para el estudio de la población relativa de estrellas masivas y de la Función Inicial de Masa, (capítulo 5.), tiene sentido emplear la población estelar obtenida de los espectros UV observados, (sin corregir de extinción extragaláctica).



## Capítulo 5

# Parámetros de Formación Estelar y Función Inicial de Masa en NGC 604.

### 5.1 Introducción.

Los espectros UV de NGC 604 corresponden a la población de las estrellas más luminosas y jóvenes de la región, y la distribución estelar observada en NGC 604 es consecuencia de la evolución de las estrellas que se formaron en Secuencia Principal. Para definir adecuadamente el problema de la población estelar en NGC 604 hay que considerar que depende de tres parámetros:

1. El número (relativo) de estrellas formadas por unidad de masa y de tiempo, (Función Inicial de Masa, IMF).
2. La masa total de estrellas formadas en la región,  $M_T$ .
3. La edad de NGC 604,  $t_{NGC604}$ .

Como se verá más adelante, la IMF de NGC 604,  $M_T$ , y  $t_{NGC604}$ , se pueden deducir por dos procedimientos:

- i) *empírico*, partiendo de la población estelar observada, obtener la distribución estelar original, de donde se deduzca la IMF.
- ii) *teórico*, partiendo de un modelo de IMF, suponiendo una distribución estelar inicial, obtener la población actual que sea compatible con la población observada.

Aplicando el *procedimiento empírico*, (sección 5.2.), la edad de NGC 604 se ha obtenido comparando la población estelar observada en el UV con los modelos de evolución de estrellas masivas, (apartado 5.2.1.); el proceso de formación más probable en NGC 604 se ha deducido comparando el número de estrellas por tipo espectral observado para las estrellas más luminosas que O5d, (apartado 5.2.2). Por último, la distribución de la



población estelar de NGC 604 se discute en función del número de estrellas obtenido en los ajustes a los espectros UV de las distintas zonas de la región, (apartado 5.2.3).

Aplicando el *procedimiento teórico*, (sección 5.3.), la IMF de NGC 604 se ha deducido comparando el número de fotones ionizantes obtenidos en el UV,  $N_{Ly\alpha}$ , con el número de fotones ionizantes previsto, (evolución temporal), suponiendo dos modelos de formación estelar: uno de formación estelar simultánea instantánea, (formación en  $t = 0$ ), y otro de formación continua, para cuatro IMF distintas en cada modelo, (Lequeux, 1981). Como resultado de los modelos, se obtiene la edad de NGC 604 y el número de estrellas por tipo espectral en cada caso: cuatro distribuciones posibles para el modelo de formación estelar simultánea instantánea, y cuatro distribuciones estelares para el de formación continua, (apartado 5.3.2.). La población estelar observada en NGC 604 no se explica con ninguna de las IMF del modelo de formación instantánea ni con las IMF del de formación continua.

Teniendo en cuenta que, en el *procedimiento teórico* empleado, la edad de la región se obtiene utilizando (entre otros) el valor del flujo observado en  $\lambda = 1600\text{\AA}$ , y aplicando un factor de corrección por extinción; para comprobar la incidencia de esta corrección y como comprobación de los resultados obtenidos previamente, se ha calculado la edad de NGC 604 y la población estelar por un *segundo procedimiento teórico* independiente, (apartado 5.3.3): adoptando la IMF de M 33, (Berkhuijsen, 1982), y comparando, directamente, el valor  $N_{Ly\alpha}$  observado en NGC 604 con la evolución temporal del número de fotones ionizantes prevista para dicha distribución, para el caso de formación estelar instantánea y para el caso de formación continua. La población estelar prevista con la IMF de este *segundo procedimiento teórico* tampoco coincide con población estelar la observada ni para formación instantánea ni para formación continua.

La edad de NGC 604 obtenida con los *dos procedimientos teóricos* empleados es la misma, y coincide igualmente con la edad resultante del *procedimiento empírico*. Sin embargo, la población estelar de NGC 604 observada en el UV no se explica con ninguna de las distribuciones estelares obtenidas con las IMF de los *dos procedimientos teóricos aplicados* ni para el caso de formación estelar instantánea ni para el de formación continua. En consecuencia, la IMF de NGC 604 se ha deducido imponiendo la población UV observada a las IMF posibles obtenidas en los modelos teóricos, (apartado 5.3.4.).

Como se ha mencionado anteriormente, la deducción de la IMF de NGC 604, de  $M_T$ , y de  $t_{NGC604}$ , tanto por el método *empírico* como por el *teórico*, se realiza comparando la distribución estelar observada, (por tipos espectrales), con los modelos teóricos, donde la evolución estelar se estudia en función de la masa de las estrellas, sobre un diagrama HR( $T_{eff}, L$ ). Para pasar de una distribución a otra hay que establecer los parámetros estelares que relacionen el tipo espectral y la masa estelar; y las trazas de evolución estelar que se emplearán en la deducción de  $t_{NGC604}$  y  $M_T$ . Estas premisas se detallan en los apartados 5.1.1 y 5.1.2 respectivamente.

### 5.1.1 Parámetros estelares.

#### 5.1.1.1. Calibración estelar en el Diagrama HR.

El paso del diagrama HR-empírico al teórico, se realiza asignando a cada Tipo Espectral valores fijos de  $T_{eff}$ ,  $M_v$ ,  $L$ . La calibración estelar por tipos espectrales es importante,



ya que, repercute en tanto en la relación Masa-Luminosidad que se considere, (punto siguiente), como en las condiciones iniciales, (por ejemplo, la masa  $M_i$ ), de las estrellas para los modelos de evolución estelar.

La población estelar observada corresponde a las estrellas de la parte alta del diagrama HR. Como es sabido, en esta zona, la calibración estelar es poco precisa, ya que la muestra de estrellas es mucho menor que la empleada para estrellas de tipos espectrales más tardíos.

En el caso presente, la calibración de las estrellas se ha establecido comparando los valores dados por Miller-Scalo (1979), Schmidt-Kaler (1982), Maeder (1983,1984), y Humphreys (1982). En la comparación se obtiene que los parámetros estelares por tipo espectral en las distintas calibraciones no son equivalentes, las discrepancias mayores se presentan para las estrellas de los tipos O3, O4 y O5.

La calibración de Schmidt-Kaler proporciona los valores intermedios entre las comparadas. Por tanto, se han empleado estos parámetros para la calibración estelar, (tabla 5.1).

| Tipo | $M_v$<br>mag | $\log L$<br>$L_\odot$ | $\log T_{eff}$ | $M$<br>$M_\odot$ |
|------|--------------|-----------------------|----------------|------------------|
| O3d  | -6.0         | 6.146                 | 4.720          | 110              |
| O4d  | -5.9         | 5.996                 | 4.680          | 85               |
| O5d  | -5.7         | 5.898                 | 4.648          | 60               |
| O6d  | -5.5         | 5.623                 | 4.613          | 56               |
| O7d  | -5.2         | 5.415                 | 4.580          | 46               |
| O8d  | -4.9         | 5.230                 | 4.555          | 40               |
| O9d  | -4.5         | 4.987                 | 4.518          | 32               |
| B0d  | -4.0         | 4.716                 | 4.486          | 24               |
| B1d  | -3.2         | 4.204                 | 4.405          | 14               |
| B2d  | -2.4         | 3.756                 | 4.342          | 10               |
| B3d  | -1.6         | 3.279                 | 4.271          | 8                |

Tabla 5.1: Parámetros estelares.

#### 5.1.1.2. Relación Masa-Luminosidad, $L \sim M^\alpha$ .

La relación masa-luminosidad, ( $M - L$ ), se emplea para el paso de una Función de Luminosidad, LF, dada a su Función de Masa, MF, correspondiente, (o viceversa; véase, por ejemplo, sección 5.3.2). Para la distribución estelar observada en NGC 604, la relación  $M - L$  debe cubrir el intervalo de masas entre  $20M_\odot$  y  $110M_\odot$ .

Para la adopción de una relación  $M - L$ , ( $L \sim M^\alpha$ ), se han comparado las tres relaciones siguientes:

1. Seggewiss, (1982): relación empírica entre ( $M - M_{bol}$ ), siendo  $\alpha = f(M_{bol})$ . Los valores de  $\alpha$  son distintos para las estrellas con  $M_{bol}$  mayor ó menor que  $7.5mag$ .



2. Miller-Scalo, (1979): relación empírica entre  $(M - M_v)$ . Proporciona una distribución de  $\alpha = f(M_v)$ , con valor de  $\alpha$  distinto para cada  $M_v$  hasta  $M_v = -6$ , que tiene un valor de  $M=61.6M_\odot$ . Esta relación  $M - L$  viene dada para estrellas de edad promedio, es decir, da la relación entre  $(M, M_v)$  promediando sobre el valor  $M_v$  de las estrellas en Secuencia Principal para todas las edades, y no para el ZAMS exclusivamente, (edad=0).
3. Maeder, (1980a): relación teórica entre  $(M, L)$ , siendo  $\alpha = f(M)$ , y con valores de  $\alpha$  distintos según la masa hasta  $M=240M_\odot$ .

Para compararlas, se ha tomado la calibración  $L - M_v$  de Schmidt-Kaler establecida previamente, (tabla 5.1). Los resultados de la comparación realizada, (véase figura 5.1), se pueden resumir en:

1. La relación  $M - L$  de Seggewiss, (1982), para estrellas entorno a  $40M_\odot$  da valores de luminosidad mucho menores que las otras dos relaciones, siendo comparables para las estrellas con masas más elevadas.
2. La relación  $M - L$  de Miller-Scalo, (1979), viene dada para valores  $M_v$  promedio, suponiendo que las estrellas emiten  $1mag$  durante su tiempo de permanencia en Secuencia Principal. Por tanto, las masas en el ZAMS, habría que calcularlas tomando los valores de  $M$  dados pero con valores  $M_v = M_v(\text{media}) - 0.5mag$ , (aproximadamente), para las estrellas con tiempos de evolución menores que la edad de la región. En esta aproximación la  $M - L$  tomada dependería de la edad de la región, que, a su vez, es un parámetro deducido, (la relación  $M - L$  que resultaría de esta aproximación puede verse en la gráfica 5.1).
3. La relación  $M - L$  de Maeder, (1980a), es intermedia entre la de Miller-Scalo para edad promedio y la que resultaría con la aproximación para el ZAMS. Asimismo, presenta la ventaja de que cubre todo el intervalo de masas requerido, por lo que no es necesario realizar extrapolaciones, que presentarían problemas ya que, al aumentar la masa la pendiente de la relación  $M - L$ , ( $\alpha$ ), disminuye irregularmente. Por todo ello, la relación masa luminosidad adoptada aquí es la dada por Maeder, (1980a), y queda constituida por cinco pendientes, ( $\alpha$ ),
  1.  $\alpha = 3.28$ , para  $9M_\odot < M_* < 15M_\odot$ .
  2.  $\alpha = 2.92$ , para  $15M_\odot < M_* < 30M_\odot$ .
  3.  $\alpha = 2.39$ , para  $30M_\odot < M_* < 65M_\odot$ .
  4.  $\alpha = 1.94$ , para  $65M_\odot < M_* < 85M_\odot$ .
  5.  $\alpha = 1.74$ , para  $85M_\odot < M_* < 125M_\odot$ .

Las masas de los distintos tipos espectrales, se encuentran incluidas en la tabla 5.1.

### 5.1.2 Trazas de evolución estelar en el diagrama HR.

La población estelar observada en NGC 604 se debe a la evolución de las estrellas de distintas masas, y cada una de ellas se encuentra en la fase correspondiente a  $t = t_{NGC604}$ ,



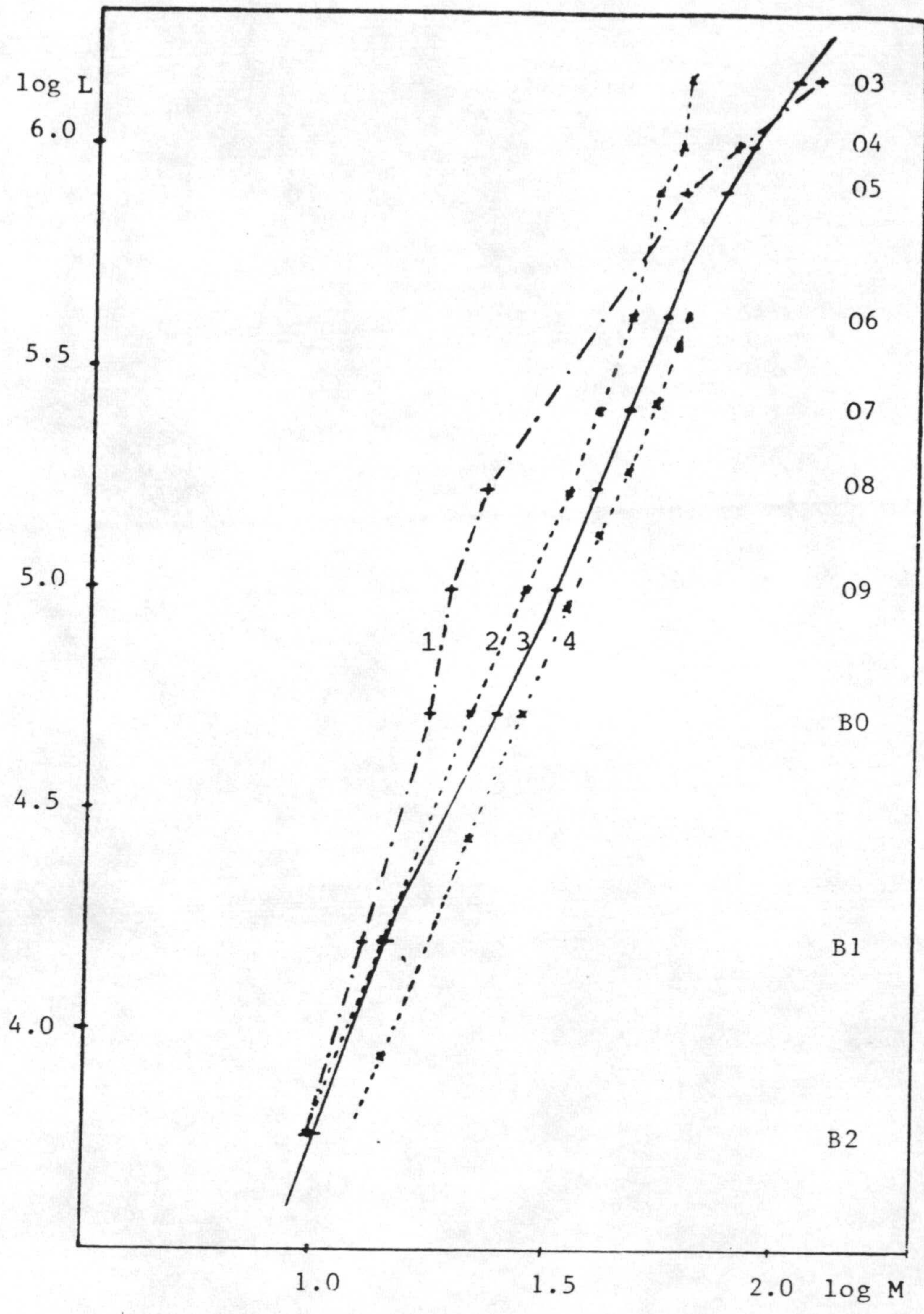


Figura 5.1: Comparación de las relaciones Masa-Luminosidad: 1. Seggewiss, 1982; 2. Miller-Scalo, 1979; 3. Maeder, 1980a; 4. Miller-Scalo, corregida para estrellas en el ZAMS.



por tanto, la distribución de estrellas inicial se puede obtener aplicando los modelos de evolución estelar sobre las estrellas observadas, (HR-empírico).

La evolución de una estrella depende de su masa inicial,  $M_i$ , de la pérdida de masa,  $\dot{M}$ , y del tiempo de evolución en cada fase,  $t_{fase}$ .

### 1. Masa inicial.

Para las estrellas observadas en Secuencia Principal, MS, y para las Supergigantes, SG, las relaciones para el paso de ( $M_v$ , Tipo Espectral), a ( $M$ , Tipo Espectral), se realiza empleando los parámetros estelares establecidos previamente, (véase 5.1.1).

La localización de las estrellas WR en el diagrama HR-empírico, ( $M_v$ , Tipo Espectral) tiene el problema de que se desconoce el valor de la corrección bolométrica. En los modelos teóricos, dado que por el momento se desconocen los canales evolutivos según los subtipos, (véase apartado 3.4.2.), no es posible precisar la localización de las WR por tipos espectrales en el HR teórico. Para las trazas evolutivas de las WR se han aplicado las siguientes propiedades:

En el procedimiento *empírico*: suponiendo que las WR procedan de las estrellas más masivas, la  $M_{bol}$  de las WR, tiene que ser como mínimo la de las estrellas más luminosas del grupo, porque las estrellas masivas evolucionan a luminosidad casi constante.

En el procedimiento *teórico*: si el grupo es coetáneo, la masa inicial de las WR es como mínimo, igual a la masa de las estrellas más masivas del grupo.

2. La pérdida de masa,  $\dot{M}$ , y el tiempo de evolución,  $t_i$ , son parámetros dependientes.  $\dot{M}$  afecta de forma distinta los tiempos de evolución de las estrellas según el tipo espectral del que se trate, (fig 5.2). En función de la cantidad de masa expulsada por la estrella, se consideran tres modelos de evolución estelar, (Maeder, 1980-1985):
  - a). sin pérdida de masa,  $\dot{M} = 0$ .
  - b). con pérdida de masa moderada, ó intermedia, con los de valores  $\dot{M}$  observados,  $\dot{M}(obs)$ .
  - c). con pérdida de masa extrema,  $\dot{M} = 4\dot{M}(obs)$ .
3. En función de la  $M_i$ , y del valor de  $\dot{M}$ , las estrellas podrán alcanzar, o no, fases evolutivas más avanzadas, (véase fig 5.2). En cada caso, los canales evolutivos entre MS-WR varía, pero las relaciones no son excluyentes, (véase apartado 3.4.2). La secuencia evolutiva teórica, de las estrellas más masivas que se han considerado aquí es, (Schild, Maeder, 1984):

Las estrellas WC-tempranas, (WCE), necesitan una masa mínima inicial de  $60M_{\odot}$ . Para las más masivas,  $M_{*} > 60M_{\odot}$ , la secuencia evolutiva teórica sería: O3-7  $\rightarrow$  BSG  $\rightarrow$  WN7(WNL)  $\rightarrow$  WCE(WC4-WC8).

Las WC-tardías, (WCL), WC8.5-WC9, provienen de estrellas con masas entre  $35-50M_{\odot}$ .



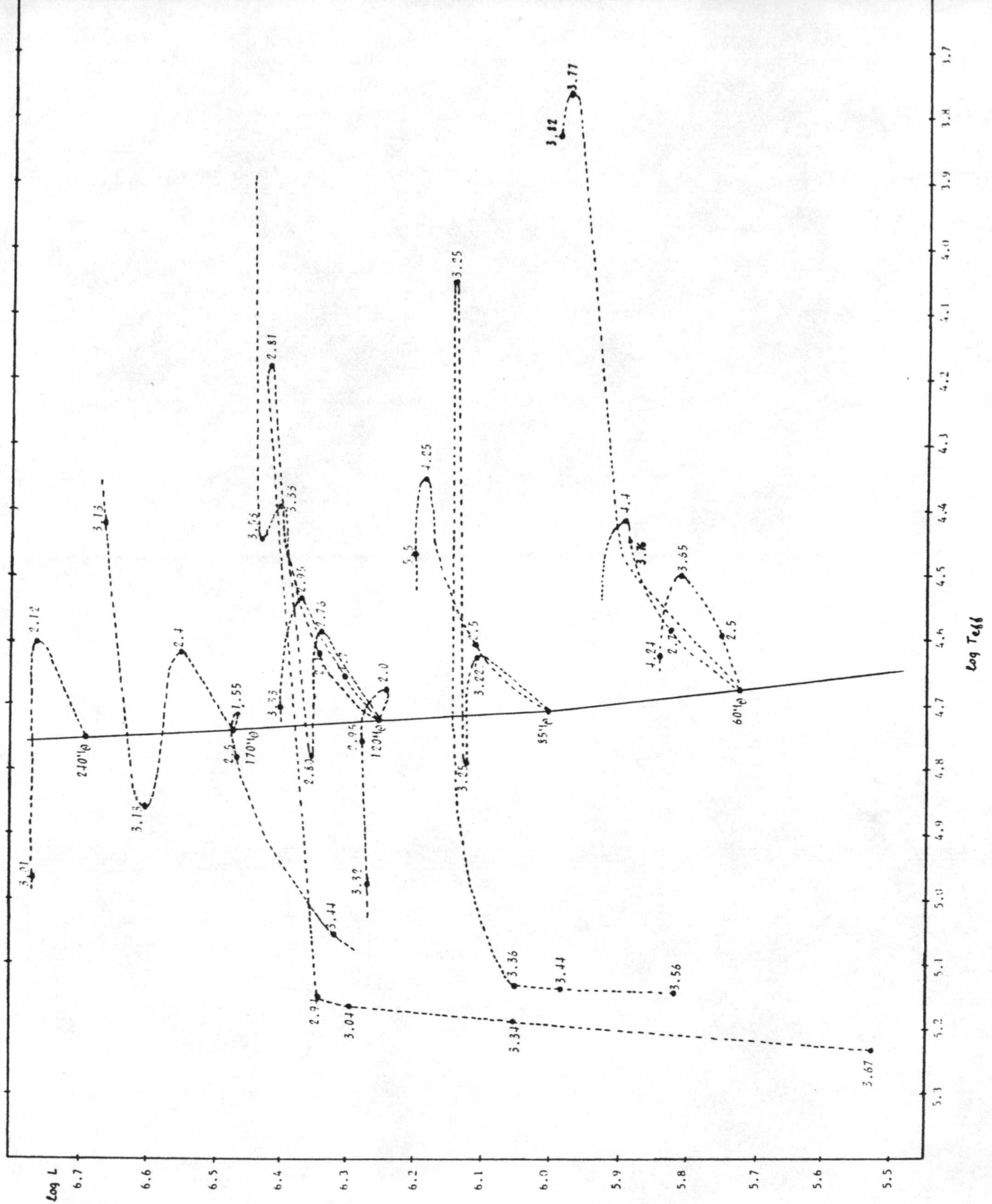


Figura 5.2: Esquema de la trazas de evolución de las estrellas más masivas, para distintos valores de pérdida de masa, ( $\dot{M} = 0, 1, 2, 4$ ). Los tiempos de evolución sobre las trazas vienen dados en unidades  $10^6$  años.



Las estrellas WNE, (WN2-WN6), no llegan a convertirse en WC por falta de masa inicial. El grupo entre  $35-18M_{\odot}$ , terminaría como: RSG  $\rightarrow$  WN3-5  $\rightarrow$  SN.

### 5.1.3 Conclusiones

De forma resumida, los parámetros estelares elegidos en este estudio, (tabla 5.1), son:

- Calibración estelar de Schmidt-Kaler, (1982).
- Relación Masa-Luminosidad de Maeder, (1980a).
- Trazas evolutivas para tres modelos de evolución estelar: sin pérdida de masa, con pérdida de masa moderada ó intermedia, y, con pérdida de masa extrema, (Maeder, 1980-1985).
- Secuencia evolutiva teórica para las estrellas más masivas,  $M_{\star} > 60M_{\odot}$ :  
MS  $\rightarrow$  BSG  $\rightarrow$  WN7(WNL)  $\rightarrow$  WCE(WC4-WC8).



## 5.2 Deducción empírica de la IMF.

El procedimiento empleado habitualmente en la deducción *empírica* de la IMF de una fuente es: a partir de la Población Estelar Actual observada, se construye un Diagrama HR empírico que proporcione la Función de Luminosidad Actual; a través de la Relación Masa-Luminosidad, se obtiene la Función de Masa Actual, (Present Day Mass Function, PDMF), que, en función de la edad de la fuente, tendrá estrellas en Secuencia Principal, (MS) y algunas estrellas evolucionadas; la IMF se obtiene de la PDMF en función del punto de giro (turnoff) de la fuente: si  $M_{top}$  es la masa del punto de giro de NGC 604, para la que  $t_{MS} = t_{NGC604}$ , entonces

para  $M_* < M_{top}$ ,  $IMF = PDMF$ ,

para  $M_* > M_{top}$ ,  $IMF = [PDMF/t_{MS}] [t_{NGC604}/BR(T)]$ ,

siendo  $M_*$ , la masa de la estrella, y  $BR(T)$  el índice de formación estelar de la región.

La PDMF se obtiene de la Función de Luminosidad : 1) contando las estrellas en Secuencia Principal para una cierta  $M_v$ ; y 2) aplicando un factor de corrección que tenga en cuenta las estrellas que estén fuera de la Secuencia Principal.

Como se ha visto, (apartado 4.1.), la población estelar UV de NGC 604 no se encuentra en su mayor parte en Secuencia Principal, (MS), sino que se observan estrellas MS+SG para  $M_v(O5)$ , y un número considerable de WR. Por tanto, si se aplicara este método directamente el factor de corrección tendría que ser excesivo; asimismo, dado que las estrellas no se encuentran en su mayoría en MS, tampoco es posible considerar la cantidad de estrellas por tipo espectral, (que equivaldría al conteo sobre franjas verticales en el HR en lugar de horizontales).

Por tanto, el *procedimiento empírico* que se ha empleado aquí es: partiendo de la Población estelar observada, (obtenida en los ajustes a los espectros UV de NGC 604), se construye un Diagrama HR empírico del estado actual; comparando el diagrama HR con las trazas de evolución de las estrellas, se obtiene la Edad de NGC 604 y el Diagrama HR inicial, (distribución estelar en Secuencia Principal); aplicando la Relación Masa-Luminosidad, se obtiene la Función Inicial de Masa, IMF.

### 5.2.1 Edad de NGC 604

La población estelar obtenida en los espectros UV indica coexistencia de estrellas WR, (WC7), SG, (O5s), y en MS, (O5d); comparando con los modelos de evolución para estrellas con pérdida de masa intermedia se obtiene:

1. El punto de separación, (ó punto de giro, turnoff), entre enanas y supergigantes se encuentra en las estrellas O5. Por tanto,  $56M_{\odot} < M_{turnoff}(NGC604) < 60M_{\odot}$ , y la edad de la región,  $t(NGC604)$ , es

$$3.63 \cdot 10^6 < t(NGC604) < 3.70 \cdot 10^6.$$

2. La coexistencia de estrellas O5s y WC7 acota la edad de la región entre

$$3.63 \cdot 10^6 < t(NGC604) < 3.67 \cdot 10^6.$$



Este segundo valor se obtiene con los tiempos de evolución estelar en las distintas fases; por tanto, el intervalo de tiempo aumentaría si:

1. Las estrellas O5s evolucionaran con una pérdida de masa mayor, aumentando el tiempo de vida previsto. Para pérdida de masa extrema, la fase O5s pudiera prolongarse un valor equivalente al 18% del  $t_{MS}(O5d)$ .
2. La pérdida de masa en las estrellas WR fuera mayor, prolongando la vida es esta fase.

| Tipo | $M = 1,2$      | $M = 4$ |
|------|----------------|---------|
| O5d  | 3.63           |         |
| O5s  | 3.63-3.83 (8%) | (18%)   |
| WC7  | 3.0 -3.67      |         |

Tabla 5.2: Tiempos de evolución previstos, (tiempo en unidades  $10^6$  años). Los valores entre paréntesis corresponden a la duración de la fase respecto a  $t_{MS}$ .

Sin embargo, dado que se encuentran O5d, O5s y WC7 simultáneamente, se considera:

$$3.63 \cdot 10^6 < t(NGC604) < 3.67 \cdot 10^6 \text{ años.}$$

### 5.2.2 Formación estelar en NGC 604.

La formación estelar puede ser simultánea, o continua. Es decir, se puede realizar por un proceso en el que las estrellas se formen durante un cierto intervalo de tiempo, a partir del cual la formación se interrumpa, o bien, por un proceso de formación continua sin límite en el tiempo, (los detalles de estos procesos de formación estelar se encuentran en el apartado siguiente, 5.3).

El proceso de formación estelar más probable en NGC 604 se puede deducir comparando la población por tipos espectrales observada en el UV y edad de NGC 604 obtenida, con las trazas de evolución de las estrellas, (véase 5.1.2.).

- Formación estelar continua.

Comparando la edad de NGC 604 con los tiempos de evolución estelar, se deduce que las estrellas WR observadas deben proceder de las estrellas más masivas del grupo, ( $M_i > 60M_{\odot}$ ), es decir, de las estrellas O3,( $110M_{\odot}$ ), y O4,( $85M_{\odot}$ ).

Dado que se observan entorno a 40 estrellas WR, si se hubiera producido un proceso de formación estelar continua, debería obtenerse un número apreciable de estrellas enanas con tipos espectrales superiores a O5, (O3d, O4d), precursoras de estrellas WR como las observadas; el hecho de que no se detecten estrellas de estos tipos en la Secuencia Principal hace de la formación estelar continua un fenómeno poco probable. Como se verá, la posibilidad de formación continua puede quedar



descartada, igualmente, si se tiene en cuenta que un tercio de las estrellas O5 se encuentran en fase de supergigantes, con duración estimada en  $0.2 \cdot 10^6$  años.

- **Formación estelar simultánea.**

La presencia de estrellas O5d y O5s indica que si la formación estelar fue simultánea, no se debió a un proceso instantáneo, (en  $t=0$ ), sino que se produjo en un lapso de tiempo.

Los límites del intervalo de tiempo en el que produjo la formación estelar se han estimado a partir de la población relativa de estrellas O5d y O5s observadas, los tiempos de evolución previstos, y teniendo en cuenta, únicamente, que la probabilidad de encontrar una estrella en una fase de evolución es directamente proporcional a su tiempo de permanencia en ella. Los valores así obtenidos se han acotado empleando los tiempos de evolución de las WR,  $t_{WR}$ .

Los resultados obtenidos son los siguientes:

- Para un índice de formación estelar constante, las estrellas se formaron en:  
 $\Delta t(NGC604) = 0.6 \cdot 10^6$  años, (16-17% de la edad de la región).
- Si se toma el límite superior de la edad deducida para NGC 604, la edad máxima de las SG queda acotada por  $3.67 \cdot 10^6$  años, ( $0.1 \cdot 10^6$  de diferencia de edad entre las O5s observadas), por tanto el intervalo de formación resultante sería:  
 $\Delta t(NGC604) = 0.3 \cdot 10^6$  años, (el 8% de la edad de la región).
- Considerando la presencia de WC7,  $t_{max} = 3.67 \cdot 10^6$ , todas las estrellas O5s estarían en un intervalo de  $0.04 \cdot 10^6$  años y la formación se habría producido en:  
 $\Delta t(NGC604) = 0.12 \cdot 10^6$  años. (el 3% de la edad de la región, y sería el límite inferior del tiempo de formación estelar simultánea).

### 5.2.3 Distribución de la población estelar en NGC 604.

La población obtenida en las distintas componentes de la región, junto con el análisis de los efectos de extinción realizado, (apartados 4.1. y 4.2.3., respectivamente), indican que:

1. El 70% de las estrellas observadas en el UV se encuentran en la zona Oeste de NGC 604. Por tanto, la eficiencia de la formación se triplicó en esta zona, (la más interna respecto a M 33).
2. Dentro de la zona Oeste de la región, las estrellas están repartidas irregularmente según los tipos espectrales. Las WR y SG dominan la zona Norte mientras que en la componente Sur se encuentra la mayor parte de las estrellas en Secuencia Principal. Al Este de la región, (la parte más alejada del núcleo), el número de estrellas de la componente Sur es mayor en valor absoluto; sin embargo, aunque en esta zona el efecto parezca menos evidente debido al bajo contenido estelar, también existe una concentración mayor de estrellas WR en el Norte, mientras que el Sur está compuesto por enanas principalmente. Por tanto, en conjunto, la distribución obtenida indica



que las estrellas más masivas del grupo se formaron en el Norte de NGC 604, esto es, sobre el margen convexo del brazo espiral de su galaxia.

3. La distribución estelar del Norte no puede explicarse como consecuencia exclusivamente de la extinción sobre las estrellas en Secuencia Principal. Ya que, en la parte Oeste, el número de estrellas enanas en el Norte es menor que el obtenido en la componente Sur, (tabla 5.3), y, sin embargo, en el Sur la extinción es  $0.6mag$  mayor, (tabla 4.5). En la zona Este, la extinción es similar en ambas componentes, e igual a la promedio; por tanto, la población obtenida es comparable directamente: en el Norte, la mitad de la población es de estrellas WR, mientras que en el Sur dominan las estrellas en MS.

| Espectro    | Componente/Total región |     |     |     | Componente/Total componente |     |     |     |
|-------------|-------------------------|-----|-----|-----|-----------------------------|-----|-----|-----|
|             | O9d                     | O5d | O5s | WC7 | O9d                         | O5d | O5s | WC7 |
| Oeste-Norte | 37                      | 27  | 100 | 45  | 37                          | 15  | 13  | 35  |
| Oeste-Sur   | 29                      | 43  | —   | 25  | 39                          | 34  | —   | 26  |
| Este-Norte  | 1                       | 13  | —   | 18  | 31                          | 25  | —   | 48  |
| Este-Sur    | 25                      | 17  | —   | 12  | 56                          | 22  | —   | 22  |
| Oeste       | 65                      | 70  | 100 | 70  | 38                          | 23  | 8   | 31  |
| Este        | 35                      | 30  | —   | 30  | 46                          | 23  | —   | 31  |
| Total       | 100                     | 100 | 100 | 100 | 40                          | 23  | 5   | 31  |

Tabla 5.3: Población relativa (%) de NGC 604.

Los resultados de la tabla 5.3 corresponden al valor porcentual del número de estrellas por tipo espectral respecto a la población de estrellas. Entre las columnas segunda-quinta se da el % de cada tipo espectral en la zona respecto al número de estrellas del mismo tipo en toda la región; en las cuatro últimas la proporción de estrellas de un tipo espectral respecto al número total de estrellas de la componente.

Hay algunas posibilidades que pudieran explicar, si bien de una forma incierta y difícil de establecer, la distribución estelar obtenida:

1. Las estrellas se formaron simultáneamente, y, por un efecto externo, (p.ej., una onda de choque), las más masivas se concentraron en la parte Norte; y la evolución de las estrellas masivas, (el viento generado), habría barrido el gas y polvo circundante hacia el Sur. Esto presupondría la existencia de una presión inicial de la nube en el Norte que favoreciera la formación de las estrellas más masivas. La edad de la región, sería la misma en todas las zonas y la si la formación se interrumpió por la evolución de las más masivas, (p.ej., por efecto del viento estelar), el tiempo máximo de formación habría sido de  $2 \cdot 10^6$  años. Con esta situación, en realidad, se podría hablar tanto de un proceso de formación estelar simultánea como de formación continua-interrumpida. Ya que, cualitativamente, el estado evolutivo actual de la región sería el mismo. La diferencia estaría en el número relativo de estrellas de



distintas masas formadas, y, en definitiva, la población obtenida se podría explicar para ambos procesos suponiendo una distribución estelar inicial, (IMF), distinta en cada caso.

2. Otra posibilidad, sería que la formación estelar se iniciara en la parte Noroeste de la región, comenzando por las estrellas con masa mayor y a medida que las estrellas masivas evolucionaran, la formación estelar se interrumpió dejando se formarse estrellas como masa menor en el entorno, la formación estelar se fué desplazando hacia el Sur donde se formarían la mayor parte de las estrellas menos masivas. Para ello, sería necesario la presencia de una presión externa inicial, (una onda de choque), que fuera barriendo la región y que sumado a la inestabilidad generada por las más masivas fuera formando estrellas con masa menor. Esta hipótesis supondría un gradiente de formación estelar de Norte a Sur en masa y tiempo.
3. Si se asociara la presencia de gas y polvo con las zonas de formación estelar más reciente, y tomando como referencia la extinción promedio y por componentes obtenida en radio, (véase tabla 4.5), la formación estelar se habría iniciado en la zona Oeste en el Norte y finalizaría en el Sur de esta misma zona, donde se encuentra el valor de extinción más alto de la región. En este contexto, la parte Este quedaría intermedia sin diferencia entre el Norte y el Sur, puesto que la extinción es igual en ambas e igual a la promedio de NGC 604.

#### 5.2.4 Conclusiones

Aplicando el procedimiento empírico directo se obtiene:

1. Edad de NGC 604:

$$3.63 \cdot 10^6 < t(NGC604) < 3.67 \cdot 10^6 \text{ años.}$$

2. Proceso de formación estelar simultáneo, pero no instantáneo en un tiempo infinitamente corto, (formación en  $t=0$ ), encontrándose un intervalo de tiempo de formación,  $\Delta t$ :

$$0.13 \cdot 10^6 \leq \Delta t \leq 0.6 \cdot 10^6 \text{ años.}$$

3. De la distribución estelar, por zonas, obtenida en NGC 604 se deduce que la eficiencia de la formación estelar se triplicó en la zona Oeste, (la más cercana al núcleo de M 33), y que las estrellas más masivas se encuentran concentradas en la parte Norte de la región, (coincidiendo con el margen convexo del brazo espiral de la galaxia).



### 5.3 Deducción teórica de la IMF.

El *procedimiento teórico* que se ha empleado para obtener la IMF de NGC 604 es: supuesta una IMF, a través de la relación  $M - L$  obtener la ILF y el diagrama HR inicial, (en  $t_{NGC604} = 0$ ). Calcular el número de fotones de continuo de Lyman para la población inicial teórica. Aplicar un modelo de evolución temporal del número de fotones de Lyman a la distribución estelar inicial, y, comparando con el valor  $N_{Ly\alpha}$  observado, obtener la edad de NGC 604,  $t = t_{NGC604}$ , los parámetros de formación estelar en la región, (masa de estrellas formadas, índice de formación estelar), y la distribución estelar prevista para la IMF dada. Aplicar los modelos de evolución estelar a la población estelar inicial obtenida con la IMF empleada para obtener la población estelar actual prevista para la edad  $t_{NGC604}$  dada, y compararla con la población estelar UV observada en NGC 604.

#### 5.3.1 Cálculo de la IMF.

La función de luminosidad, (luminosity function, LF), se define como la densidad de estrellas con  $Mv$  comprendida entre  $(Mv - 1/2)$  y  $(Mv + 1/2)$ , en un cierto intervalo de clase espectral, (Salpeter, 1955).

La LF depende de tres factores:

1. Función Inicial de Masa, IMF, probabilidad relativa de creación de estrellas de masa entorno a un valor  $M$ , en un cierto tiempo.
2. Índice de formación estelar, (birthrate,  $BR$ ), es el ritmo de creación de estrellas en función del tiempo, desde la formación de la galaxia.
3. La evolución de la estrellas de distintas masas después que hayan consumido una fracción apreciable de su hidrógeno y hayan dejado la Secuencia Principal, (MS).

Si  $N$  es el número de estrellas por año por área, la IMF puede representarse por:  $dN/dM$ ,  $dN/d\log M$ , y  $dN/d\ln M$ . Siendo

$$dN/dM = M^{-1}dN/d\ln M = \log e M^{-1}dN/d\log M$$

Si se considera el número de estrellas formadas por unidad logarítmica de masa por  $pc^{-2}yr^{-1}$ , la IMF puede expresarse analíticamente por la ley de potencia

$$\xi(\log M) = AM^{-x}$$

siendo  $x$  la pendiente de la IMF y  $A$  una constante de normalización. En esta notación, el número de estrellas por unidad de masa, (espectro de masas), es tal que

$$\xi(M) = \xi(\log M)d\log M/dM.$$

El número de estrellas formadas, en el intervalo de masa  $(M_i, M_f)$ ,

$$N_* = \int \xi(\log M)d(\log M)$$



La masa total, o bien, la fracción de masa, contenida en estrellas en la IMF es

$$M = \int M \xi(\log M) d(\log M)$$

Por último, en general, en los modelos teóricos de IMF se considera la distribución dada por la ley de potencia,

$$\xi(\log M) = AM^{-x}$$

en la que se supone un cierto valor de:

1. La pendiente,  $x$ , que da la proporción de estrellas formadas, para las distintas masas, en cualquier instante. La pendiente de la IMF sigue una ley del tipo:

$$d \log \xi(\log M) / d \log M = -(1 + \log M)$$

2. La constante,  $A$ , es un factor de normalización, con ella, queda totalmente definida la IMF. La normalización depende del índice de formación estelar,  $BR$ ; para normalizar, se impone que el número total de estrellas formadas en cualquier instante sea igual a  $BR$ . El valor de  $BR$ , se suele tomar constante,  $BR = 1 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ , es decir:

$$\int \xi(M) dM = 1 M_{\odot}.$$

3. El número de estrellas.

La IMF da la proporción de estrellas que se forman para las distintas masas.

El número absoluto de estrellas se obtiene de la masa total de estrellas formadas, o bien, si se supone un  $BR$ , y se conoce durante cuanto tiempo se han estado formando estrellas.

Una vez conocido el número de estrellas por intervalo de masa, se puede calcular, (por ejemplo), el número de fotones de continuo de Lyman que se prevee produciría la población estelar deducida del modelo, (de la misma forma en que se hizo para a población estelar observada, capítulo 4).

Como se verá a continuación, en el caso de NGC 604, los valores  $N_{Ly\alpha}$  teórico y observado se van a comparar para la determinación de la IMF, empleando dos modelos de evolución distintos.



### 5.3.2 Aplicación de un modelo de evolución del Flujo del continuo de Lyman frente al Flujo UV, para la deducción teórica de la IMF de NGC 604.

Para un cúmulo de estrellas, el flujo del continuo de Lyman emitido,  $L_{yc}$ , disminuye mucho más rápidamente (con el tiempo) que el flujo UV, y desaparece después de  $6 \cdot 10^6$  años. Esto se debe a que las estrellas masivas, que producen la mayor parte de la emisión  $L_{yc}$ , permanecen muy poco tiempo en la Secuencia Principal, y, sin embargo, el flujo emitido en el UV lejano disminuye mucho más lentamente con el tiempo. Los parámetros básicos de formación estelar en una región H II gigante se pueden deducir comparando los datos observados con los modelos de evolución relativa entre el número de fotones ionizantes y el flujo UV emitido por la región.

En este apartado, se comparan los datos de flujo observados en NGC 604, (5.3.2.1), con un modelo de evolución del flujo de Lyman frente al flujo UV para IMF distintas y suponiendo dos modelos de formación estelar uno de formación estelar simultánea instantánea, (en un tiempo infinitamente corto, en  $t = 0$ ), y otro de formación estelar continua, (5.3.2.2), para deducir la edad de la región y los parámetros de formación estelar en NGC 604, (apartado 5.3.2.3.).

Los valores resultantes se han empleado para obtener las poblaciones estelares iniciales posibles en NGC 604, (espectro de masas,  $\xi(M)$ ); para cada distribución inicial, la población estelar actual prevista se ha obtenido aplicando los modelos de evolución de estrellas masivas según la edad deducida para la región; la IMF de NGC 604 se discute comparando la población estelar prevista, (deducida con el modelo), con la población estelar observada, (obtenida en el ajuste a los espectros UV de NGC 604).

#### 5.3.2.1. Datos observados: Flujo Lyman y Flujo UV en NGC 604.

Los parámetros de formación estelar en NGC 604 se pueden deducir comparando el flujo del continuo de Lyman,  $N_{Lyc}$ , y la emisión en el UV lejano,  $L_{1600}$ , observados; con los valores, ( $n_{Lyc}$  y  $l_{1600}$ ), previstos en la evolución temporal de cada uno ellos. La edad de la región se obtiene comparando la proporción  $N_{Lyc}/L_{1600}$  observada con la prevista.

Los datos observados proceden de los espectros UV de NGC 604 obtenidos con el IUE. Se han seleccionado los espectros UV que abarcan la parte brillante situada al Oeste, (SWP24508), y la zona obscurecida al Este de la región, (SWP24509), (véase capítulo 2).

##### 1. Número de fotones del continuo de Lyman, $N_{Lyc}$ .

Al igual que en el capítulo anterior, (apartado 4.2.2.), los valores  $N_{Lyc}$  empleados, (tabla 5.4), son los resultantes de la suma de la producción de fotones de la población estelar obtenida de los ajustes a los espectros UV de NGC 604 observados, (apartado 4.1).

##### 2. Emisión UV a $1600\text{\AA}$ , $L_{1600}$ . La emisión en el UV lejano corresponde a la luminosidad en $\lambda = 1600\text{\AA}$ , $L_{1600}$ .

En cada caso, el valor  $L_{1600}$  se ha calculado a partir del flujo observado en los espectros UV-IUE correspondientes,  $F_{1600}$ , empleando la fórmula  $L_{\lambda} = 4\pi r^2 f_c F_{\lambda}$ ,



donde  $r$  es la distancia considerada, en este caso,  $r = 640$  kpc; y  $f_c$  el factor de corrección por extinción,  $f_{c,1600}(\text{NGC604}) = 8.126$ , (Lequeux et al., 1981).

En la tabla 5.4, se resumen las propiedades observadas en NGC 604; la quinta columna corresponde a los valores de la proporción  $N_{\text{Lyc}}/L_{1600}$  observados que se emplearán en la deducción de la edad de la región.

| Espectro | $N_{\text{Lyc}}$<br>$10^{51}$<br>$\text{phs}^{-1}$ | $F_{1600}$<br>$10^{-14}$<br>$\text{ergcm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{\AA}^{-1}$ | $L_{1600}$<br>$10^{38}$<br>$\text{ergs}^{-1}\text{\AA}^{-1}$ | $N_{\text{Lyc}}/L_{1600}$<br>$10^{13}$ |
|----------|--|---|--|--|
| 08       | 1.54   | 24.6  |  |  |
| 09       | 0.57   | 10.8  |  |  |
| TOT      | 2.11   | 35.4  | 1.416  | 1.490                                  |

Tabla 5.4: Datos observados en NGC 604

### 5.3.2.2. Evolución temporal prevista para el Flujo Lyman frente al Flujo UV.

Los datos observados en NGC 604 se han comparado con los valores  $n_{\text{Lyc}}$  y  $l_{1600}$  previstos (en el tiempo), suponiendo formación estelar instantánea y formación estelar continua.

- Formación estelar instantánea.

El modelo empleado, (Lequeux, 1981), supone que las estrellas se forman en un complejo de gas, de acuerdo con una IMF dada, en un único proceso de formación estelar instantánea en un tiempo infinitamente corto, (en  $t = 0$ ).

Los valores  $n_{\text{Lyc}}$  y  $l_{1600}$  previstos, (tablas 5.3.2 y 5.6, Lequeux, 1981), están calculados por adición de las distintas componentes estelares, distribuidas según las IMF siguientes:

i). IMF del vecindario solar,  $\xi(M) = dn(M)/d\ln M = 0.56 M^{-2.0}$ , para  $1.8M_{\odot} < M < 110M_{\odot}$ , y  $0.25 M^{-0.6}$ , para  $0.007M_{\odot} < M < 1.8M_{\odot}$ .

ii). IMF con pendientes distintas  $x = -1, -1.5, -2.5, -3.0$ , para la distribución estelar con  $M > 1.8M_{\odot}$ , y con pendiente  $x = -0.6$ , como en la IMF del vecindario solar, para masas menores  $1.8M_{\odot}$ .

Todas las IMF normalizadas de manera que la masa total de estrellas formadas sea

$$\int_{0.007M_{\odot}}^{110M_{\odot}} \xi(M) dM = 1 M_{\odot}$$

Dado que se considera un proceso único de formación estelar instantánea en  $t = 0$ , los parámetros de formación quedan determinados por sus valores iniciales. Es decir,

$$n_{\text{Lyc}}(t) M_{*,t_0} = N_{\text{Lyc}}(t),$$



| t<br>10 <sup>6</sup><br>años | $n_{Ly\alpha}$<br>10 <sup>45</sup> |                |                |                |
|------------------------------|------------------------------------|----------------|----------------|----------------|
|                              | $0.158M^{-1.0}$                    | $0.34M^{-1.5}$ | $0.56M^{-2.0}$ | $0.84M^{-2.5}$ |
| 0                            | 102                                | 31             | 6.3            | 1.5            |
| 1                            | 83                                 | 25             | 5.2            | 1.2            |
| 2                            | 56                                 | 20             | 3.9            | 1.0            |
| 3                            | 22                                 | 12             | 1.9            | 0.7            |
| 4                            | 4                                  | 2              | 0.6            | 0.3            |
| 5                            | 2                                  | 1              | 0.5            | 0.2            |
| 6                            | 2                                  | 1              | 0.4            | 0.1            |
| 7                            | 0                                  | 0              | 0              | 0              |

Tabla 5.5: Formación Instantánea. Valores previstos (evolución temporal) del flujo de fotones del continuo de Lyman,  $n_{Ly\alpha}$ , (Lequeux, 1981).

| t<br>10 <sup>6</sup><br>años | $l_{1600}$<br>10 <sup>32</sup> |                |                |                |
|------------------------------|--------------------------------|----------------|----------------|----------------|
|                              | $0.158M^{-1.0}$                | $0.34M^{-1.5}$ | $0.56M^{-2.0}$ | $0.84M^{-2.5}$ |
| 0                            | 18.                            | 6.5            | 2.2            | 0.70           |
| 1                            | 23.                            | 7.7            | 2.4            | 0.79           |
| 2                            | 26.                            | 8.6            | 2.6            | 0.85           |
| 3                            | 31.                            | 10.0           | 3.0            | 0.93           |
| 4                            | 15.                            | 6.6            | 2.5            | 0.86           |
| 5                            | 9.2                            | 4.9            | 1.9            | 0.79           |
| 6                            | 6.1                            | 3.6            | 1.6            | 0.70           |
| 7                            | 6.7                            | 3.8            | 1.7            | 0.74           |
| 8                            | 7.4                            | 3.9            | 1.8            | 0.80           |
| 9                            | 6.1                            | 2.7            | 1.4            | 0.62           |

Tabla 5.6: Formación Instantánea. Valores previstos (evolución temporal) del flujo UV emitido en  $\lambda = 1600\text{\AA}$ ,  $l_{1600}$ , (Lequeux, 1981).



$$l_{1600}(t) M_{*,t_0} = L_{1600}(t),$$

y

$$n_{Ly\alpha}/l_{1600} = N_{Ly\alpha}/L_{1600}.$$

La edad de NGC 604 se obtiene comparando el valor  $N_{Ly\alpha}/L_{1600}$  observado sobre los valores  $n_{Ly\alpha}/l_{1600}$  calculados, (estos últimos se exponen en la tabla 5.7).

| t<br>10 <sup>6</sup><br>años | $n_{Ly\alpha}/l_{1600}$<br>10 <sup>13</sup> |                |                |                |
|------------------------------|---|----------------|----------------|----------------|
|                              | $0.158M^{-1.0}$                             | $0.34M^{-1.5}$ | $0.56M^{-2.0}$ | $0.84M^{-2.5}$ |
| 0                            | 5.667                                       | 4.769          | 2.864          | 2.143          |
| 1                            | 3.609                                       | 3.247          | 2.167          | 1.519          |
| 2                            | 2.154                                       | 2.326          | 1.500          | 1.176          |
| 3                            | 0.710                                       | 1.200          | 0.633          | 0.753          |
| 4                            | 0.267                                       | 0.303          | 0.240          | 0.349          |

Tabla 5.7: Formación Instantánea. Valores previstos para la evolución temporal del flujo de fotones del continuo de Lyman, frente a la emisión UV en  $\lambda = 1600\text{\AA}$ .

La eficiencia de la formación estelar instantánea en la región, (masa de estrellas formadas,  $M_*$ ), se obtiene comparando el valor  $N_{Ly\alpha}$  observado con el  $n_{Ly\alpha}$  previsto para la edad de la región obtenida previamente.

Por último, el número de estrellas formadas con masa  $M > 20M_{\odot}$ , para cada IMF, viene dado por, (Lequeux, 1981),:

- (1).  $N_*(M > 20M_{\odot}) = 6.510^{-3}M_*$ , para  $\xi(M) = 0.158M^{-1.0}$ .
- (2).  $N_*(M > 20M_{\odot}) = 2.310^{-3}M_*$ , para  $\xi(M) = 0.34M^{-1.5}$ .
- (3).  $N_*(M > 20M_{\odot}) = 6.810^{-4}M_*$ , para  $\xi(M) = 0.56M^{-2.0}$ .
- (4).  $N_*(M > 20M_{\odot}) = 1.910^{-4}M_*$ , para  $\xi(M) = 0.84M^{-2.5}$ .

- Formación estelar continua.

Un proceso de formación estelar continua se puede considerar como un fenómeno reiterativo en el que, si el índice de formación estelar no varía, los parámetros observados son consecuencia de la acumulación continua de formaciones estelares instantáneas pequeñas distribuidas en el tiempo. Los valores de la evolución temporal prevista para el número de fotones ionizantes emitidos por las estrellas de la región,  $n_{Ly\alpha}$ , y la luminosidad a  $1600\text{\AA}$ ,  $l_{1600}$ , obtenidos en este caso se detallan en las tablas 5.8 y 5.9.

La edad de la región se calcula comparando el valor  $N_{Ly\alpha}/L_{1600}$  observado con los valores  $n_{Ly\alpha}/l_{1600}$  previstos en este modelo de formación, (tabla 5.10).



| t<br>10 <sup>6</sup><br>años | $n_{Lyc}$<br>10 <sup>45</sup> |                |                |                |
|------------------------------|-------------------------------|----------------|----------------|----------------|
|                              | $0.158M^{-1.0}$               | $0.34M^{-1.5}$ | $0.56M^{-2.0}$ | $0.84M^{-2.5}$ |
| 0                            | 102                           | 31             | 6.3            | 1.5            |
| 1                            | 185                           | 56             | 11.5           | 2.7            |
| 2                            | 241                           | 76             | 15.4           | 3.7            |
| 3                            | 263                           | 88             | 17.3           | 4.4            |
| 4                            | 267                           | 90             | 17.9           | 4.7            |
| 5                            | 269                           | 91             | 18.4           | 4.9            |
| 6                            | 271                           | 92             | 18.8           | 5.0            |
| 7                            | =                             | =              | =              | =              |

Tabla 5.8: Formación Continua. Valores previstos para el flujo de fotones del continuo de Lyman,  $n_{Lyc}$ .

| t<br>10 <sup>6</sup><br>años | $l_{1600}$<br>10 <sup>32</sup> |                |                |                |
|------------------------------|--------------------------------|----------------|----------------|----------------|
|                              | $0.158M^{-1.0}$                | $0.34M^{-1.5}$ | $0.56M^{-2.0}$ | $0.84M^{-2.5}$ |
| 0                            | 18                             | 6.5            | 2.2            | 0.7            |
| 1                            | 41                             | 14.2           | 4.6            | 1.49           |
| 2                            | 67                             | 22.8           | 7.2            | 2.34           |
| 3                            | 98                             | 32.8           | 10.2           | 3.27           |
| 4                            | 113                            | 39.4           | 12.7           | 4.13           |
| 5                            | 122.2                          | 44.3           | 14.6           | 4.92           |
| 6                            | 128.3                          | 47.9           | 16.2           | 5.62           |
| 7                            | 135.0                          | 51.7           | 17.9           | 6.36           |

Tabla 5.9: Formación Continua. Valores de luminosidad previstos en  $\lambda = 1600 \text{ \AA}$ .



| t<br>10 <sup>6</sup><br>años | $n_{Ly\alpha}/l_{1600}$<br>10 <sup>13</sup> |                |                |                |
|------------------------------|---|----------------|----------------|----------------|
|                              | $0.158M^{-1.0}$                             | $0.34M^{-1.5}$ | $0.56M^{-2.0}$ | $0.84M^{-2.5}$ |
| 0                            | 5.666                                       | 4.769          | 2.864          | 2.143          |
| 1                            | 4.512                                       | 3.944          | 2.500          | 1.812          |
| 2                            | 3.597                                       | 3.333          | 2.139          | 1.581          |
| 3                            | 2.684                                       | 2.683          | 1.696          | 1.346          |
| 4                            | 2.363                                       | 2.284          | 1.409          | 1.138          |
| 5                            | 2.201                                       | 2.054          | 1.260          |                |
| 6                            | 2.112                                       | 1.921          |                |                |
| 7                            | (2.007)                                     | (1.779)        |                |                |

Tabla 5.10: Formación Continua. Evolución del flujo del continuo de Lyman frente a la emisión UV en  $\lambda = 1600\text{\AA}$ .

Cuando la formación estelar es continua, coexisten estrellas que contribuyen de forma distinta al número de fotones ionizantes. Por tanto, el índice y la masa de estrellas formadas se calcula comparando el valores observados y los previstos según la ecuación:

$$\int n_{Ly\alpha}(t) M(t) dt = N_{Ly\alpha}$$

(análogamente, se puede emplear  $\int l_{1600}(t)M(t)dt = L_{1600}$ ).

El número total de estrellas formadas con masa  $M > 20M_{\odot}$ , para cada una de las IMF consideradas, se obtiene de forma similar a la empleada en el caso de formación instantánea. La distribución secular, se obtiene de la distribución de masas suponiendo el índice de formación estelar, ( $BR$ ), constante.

$$N_{Ly\alpha} = \int n_{Ly\alpha}(t) M(t) dt = \Sigma n_{Ly\alpha}(t_i) M/t \delta(t).$$

Para IMF:  $\xi(M) = 0.56 M^{-2.0}$

$$N_{Ly\alpha} = 17.73 \cdot 10^{45} M/3.718$$

$$BR = M/t = 1.19 \cdot 10^{-1} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}.$$

Para IMF:  $\xi(M) = 0.84 M^{-2.5}$

$$N_{Ly\alpha} = 3.971 \cdot 10^{45} M/2.387$$

$$BR = 5.29 \cdot 10^{-1} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}.$$



### 5.3.2.3. Parámetros de Formación Estelar obtenidos para NGC 604.

- Formación estelar instantánea.

Los parámetros de de formación estelar en NGC 604 para formación instantánea se exponen en la tabla 5.11. La primera columna corresponde a la distribución estelar relativa, (IMF), considerada en cada caso, la segunda a la edad obtenida para la región. En la tercera columna se da el número de fotones Lyman previstos para la edad, con los que se ha calculado la masa de estrellas formadas obtenida, (cuarta columna). El número de estrellas formadas con masa mayor que  $20M_{\odot}$  viene dado en la quinta columna.

| IMF<br>( $\xi(M)$ ) | Edad<br>$10^6$<br>años | $n_{\text{Lyc}}$<br>$10^{45}$<br>$ph s^{-1}$ | $M_{\star}$<br>$10^6$<br>$M_{\odot}$ | $N_{\star}$<br>( $M > 20M_{\odot}$ ) |
|---------------------|------------------------|--|--------------------------------------|--------------------------------------|
| $0.158 M^{-1.0}$    | 2.460                  | 40.367                                       | 0.052                                | 338                                  |
| $0.34 M^{-1.5}$     | 2.742                  | 14.060                                       | 0.150                                | 345                                  |
| $0.56 M^{-2.0}$     | 2.012                  | 3.877  | 0.544                                | 370                                  |
| $0.84 M^{-2.5}$     | $1 < t < 2$            | —  | —                                    | —                                    |

Tabla 5.11: Formación Instantánea. Parámetros de formación estelar obtenidos para NGC 604.

- Formación estelar continua.

Los resultados obtenidos (tabla 5.10) indican que, en el proceso de formación continua con IMF de pendiente  $x = -1.5$ , el valor observado, ( $N_{\text{Lyc}}/L_{1600} = 1.49 \cdot 10^{13}$ ), no se alcanza antes de  $7 \cdot 10^6$  años, por tanto, queda excluido ya que se ha estimado que después de estos años no se producen fotones  $N_{\text{Lyc}}$  en la región, (Lequeux,1981). Para los modelos con pendiente menor, ( $x = -1.0$ ), la edad obtenida sería todavía mayor, por lo que deben quedar igualmente excluidos.

Los resultados obtenidos en los casos restantes quedan resumidos en la tabla 5.12: en la quinta columna se da el valor del índice de formación obtenido para edad y masa de estrellas formadas; en la sexta columna, el valor incluido entre paréntesis se refiere al número de estrellas formadas con  $M > 20M_{\odot}$  por siglo; las columnas restantes corresponden a la misma notación que en la tabla anterior.

### 5.3.2.4. Población Estelar Deducida para NGC 604.

La distribución estelar inicial para NGC 604 se obtiene aplicando los parámetros estelares deducidos, (masa o número de estrellas formadas) a la IMF correspondiente.

La población actual de NGC 604, ( $\phi(M)$ ), es función la distribución estelar inicial y de la edad de la región. El estado evolutivo previsto para NGC 604 se estudia comparando los resultados obtenidos con los modelos teóricos de evolución estelar.



| IMF<br>$\xi(M)$ | Edad<br>$10^6$<br>años | $n_{\text{Lyc}}$<br>$10^{45}$<br>$ph s^{-1}$ | $M_*$<br>$10^6$<br>$M_{\odot}$ | BR    | $N_*$<br>$M > 20M_{\odot}$ |
|-----------------|------------------------|--|--------------------------------|-------|----------------------------|
| $0.158M^{-1.0}$ | —                      | —  | —                              | —     | —                          |
| $0.34M^{-1.5}$  | —                      | —  | —                              | —     | —                          |
| $0.56M^{-2.0}$  | 3.718                  | 17.73  | 0.4425                         | 0.119 | 301 (81)                   |
| $0.84M^{-2.5}$  | 2.387                  | 3.971  | 1.262                          | 0.529 | 240 (101)                  |

Tabla 5.12: Formación Continua. Parámetros de formación estelar obtenidos para NGC 604.

- Formación estelar instantánea.

En la tabla 5.13, se da la distribución estelar inicial de NGC 604, para cada IMF, suponiendo un único proceso de formación estelar instantáneo en  $t = 0$ . Esta distribución sería equivalente a la población estelar actual de la región si todas las estrellas permanecieran en Secuencia Principal.

La población estelar actual de NGC 604 se obtiene de la inicial aplicando los modelos de evolución. En este caso, por tratarse de formación instantánea a  $t = 0$ , las estrellas con la misma masa evolucionan al mismo tiempo.

Comparando la población obtenida con los modelos de evolución estelar con pérdida de masa moderada, el tiempo de permanencia de las estrellas en Secuencia Principal es mayor que la edad de NGC 604, para las distribuciones con pendiente  $-1.0$  y  $-2.0$ . En el caso de la IMF con  $\alpha = -1.5$ , las estrellas de  $110M_{\odot}$  habrían pasado a Supergigantes, (SG), pero no a WR. Si se considera que las estrellas tienen pérdida de masa extrema, la evolución sería mucho más rápida, ( $t_{MS}(110M_{\odot}) = 2 \cdot 10^6$  años), pasando directamente de MS a WR. Con este modelo de evolución, las tres distribuciones tendrían las estrellas de  $110M_{\odot}$  fuera de la MS. Sin embargo, la fase de WR se alcanza para un tiempo ligeramente superior al obtenido para la región con  $-1.5$ , (para las estrellas de  $85M_{\odot}$ , el tiempo requerido es mucho mayor), por tanto, en este caso se tendrían 11 estrellas WR, que es un número bastante inferior al resultante de los ajustes.

Por último, las estrellas O5d formadas seguirían en MS en todas las distribuciones.

En consecuencia, se puede decir que la edad resultante para NGC 604 es demasiado pequeña para obtener el estado evolutivo actual observado en la región, y, asimismo, menor que la edad deducida con el método empírico, (véase 5.2.), y, por tanto, que la formación no se ha producido en un proceso instantáneo, (en  $t = 0$ ).

Esto no significa que se desestime el proceso de formación simultánea como posible, (apartado 5.3.4.), ya que, el modelo empleado aquí, (instantáneo en  $t = 0$ ), es el caso más extremo de los procesos de formación simultánea posibles y, por tanto, la edad de la región así obtenida corresponde al valor mínimo para cada distribución.



| Estrella<br>Tipo-Masa       | Número de estrellas formadas |                |                |
|-----------------------------|------------------------------|----------------|----------------|
|                             | $N_*$                        |                |                |
|                             | $0.158M^{-1.0}$              | $0.34M^{-1.5}$ | $0.56M^{-2.0}$ |
| O3d - 110                   | 18                           | 11             | 7              |
| O4d - 85                    | 23                           | 16             | 11             |
| O5d - 60                    | 32                           | 27             | 22             |
| O6d - 56                    | 34                           | 30             | 25             |
| O7d - 46                    | 42                           | 40             | 38             |
| O8d - 40                    | 48                           | 49             | 50             |
| O9d - 32                    | 60                           | 68             | 78             |
| B0d - 24                    | 80                           | 105            | 139            |
| $t_{NGC604}$<br>$10^6$ años | 2.460                        | 2.742          | 2.012          |

Tabla 5.13: Formación Estelar Instantánea. Distribución estelar inicial, (Secuencia Principal), de NGC 604.

- Formación estelar continua.

En la tabla 5.14, se da la distribución de las estrellas formadas en NGC 604 para un proceso de formación estelar continua. Esta población sería la acumulada en la Secuencia Principal, para la edad correspondiente, si todas las estrellas hubieran permanecido en ella. Los valores entre paréntesis corresponden al número de estrellas formadas por siglo.

Dado que se trata de proceso de formación continua, las estrellas de la distribución no evolucionan conjuntamente según su tipo espectral. Por tanto, la población estelar actual de NGC 604 se obtiene aplicando los tiempos de evolución estelar por tipo espectral para el grupo de estrellas formado por intervalo de tiempo.

Si se considera pérdida de masa moderada, con IMF:  $\xi(M) = 0.56M^{-2.0}$ , cuando la región alcance los 3 millones de años, las estrellas con masas elevadas,  $M > 60M_{\odot}$ , que se formarían en el primer siglo, irán evolucionando paulatinamente a la fase de SG. Asimismo, pasarán a estrellas WR de distinto tipo, según su masa inicial:

$M_i = 110M_{\odot}$ , WN  $\rightarrow$  WC5  $\rightarrow$  WC7.

$M_i = 85M_{\odot}$ , WN5, WN7.

$M_i = 60M_{\odot}$ , estarían finalizando la fase SG.

$M_i < 60M_{\odot}$ , continuarían en la Secuencia Principal, (MS).

Las estrellas formadas en el segundo siglo estarían en MS, a excepción de alguna de las estrellas de  $110M_{\odot}$ . Por tanto, aunque la edad de la región para IMF  $-2.0$  es lo suficientemente elevada como para permitir la formación de estrellas WR, con las poblaciones estelares obtenidas y su distribución temporal de formación, el número total de estrellas WR formadas serían  $N_{WR} \approx 4$ , (con pérdida de masa moderada).



| Estrella<br>Tipo-Masa       | Número de estrellas formadas<br>$N_*$ , (y $N_*$ por siglo). |                |
|-----------------------------|--|----------------|
|                             | $0.56M^{-2.0}$   | $0.84M^{-2.5}$ |
| O3d - 110                   | 5 (1.4)  | 2.4 (1)        |
| O4d - 85                    | 9 (2.4)  | 4.5 (2)        |
| O5d - 60                    | 18 (5)   | 11 (4.5)       |
| O6d - 56                    | 21 (6)   | 13 (5)         |
| O7d - 46                    | 31 (8)   | 21 (9)         |
| O8d - 40                    | 41 (11)  | 30 (13)        |
| O9d - 32                    | 64 (17)  | 52 (22)        |
| B0d - 24                    | 113 (30)   | 107 (45)       |
| $t_{NGC604}$<br>$10^6$ años | 3.718  | 2.387          |

Tabla 5.14: Formación Estelar Continua. Distribución estelar en Secuencia Principal de NGC 604.

Para pérdida de masa extrema, las WR provendrían de las estrellas de 110 y  $85M_{\odot}$  formadas en los 2, ó 2.5, primeros siglos, es decir, 10 WR en el caso óptimo, quedando muy por debajo del resultante de la población UV.

Para el caso IMF:  $\xi(M) = 0.84M^{-2.5}$ , la edad de la región es lo suficientemente corta como para que cualquiera de las estrellas formadas se encuentre todavía en la Secuencia Principal. En el caso estrellas con pérdida de masa extrema, donde el tiempo de evolución se reduce considerablemente, la única estrella de  $110M_{\odot}$  formada en el primer siglo habría pasado a WR.

Por tanto, se concluye que el modelo de formación estelar continua aplicado a NGC 604 tampoco se ajusta a los datos observados.

### 5.3.2.5. Conclusiones.

- Para deducir la IMF de NGC 604 por el *procedimiento teórico*, se ha aplicado un modelo de evolución del flujo de fotones del continuo de Lyman frente al emitido en el UV, ( $\lambda = 1600\text{\AA}$ ), suponiendo dos procesos de formación estelar: uno de formación instantánea, (formación en  $t = 0$ ), y otro de formación estelar continua, para cuatro IMF posibles en cada caso, ( $x = -1.0, -1.5, -2.0, -2.5$ ).
- Como resultado de los modelos se ha obtenido la edad de NGC 604, los parámetros de formación estelar, y el número de estrellas por tipo espectral en cada caso: cuatro distribuciones posibles para el modelo de formación estelar instantánea, (en  $t = 0$ ), y cuatro distribuciones estelares para el modelo de formación continua.
- La población estelar observada en NGC 604 no se explica con ninguna de las IMF



del modelo de formación estelar instantánea ni con las IMF del modelo de formación continua.



### 5.3.3 Aplicación de un modelo de evolución de la producción total de fotones Lyman a una IMF dada, para la comparación de los parámetros de formación estelar deducidos en NGC 604.

En el caso de las estrellas más brillantes y jóvenes, ( $M > 10M_{\odot}$ ), el número de masas solares que se origine en la Secuencia Principal por  $kpc^2$  por año,  $\sigma_M$ , puede aproximarse al índice de formación de estrellas masivas por unidad de área. Por tanto, en este grupo, la proporción entre la producción total de fotones del continuo de Lyman prevista para las estrellas,  $P(T)$ , y el índice de formación estelar, sólo depende de la pendiente de la PDMF (o IMF), y no de su escala absoluta.

En consecuencia, dada una PDMF o IMF, el índice de formación estelar se puede deducir normalizando la PDMF (o IMF) al número de fotones del continuo de Lyman observado,  $N_{Ly\alpha}$ , con factor de escala  $N_{Ly\alpha}/P(T)$ .

El método descrito, se basa en la comparación del valor  $N_{Ly\alpha}$  observado, al teórico, ó previsto,  $P(T)$ , y ha sido aplicado para deducir los parámetros de formación estelar promedio en la galaxia M 33, (Berkhuijsen, 1982). En el caso de una región H II, donde la edad no es suficiente para que haya finalizado la formación completa de las estrellas masivas, no es posible aplicar el método directamente, ya que el valor previsto,  $P(T)$ , se desconoce a priori. El valor  $P(T)$  previsto se ha calculado a partir de la evolución de la distribución  $P(M, T)$ , suponiendo una IMF dada, (en este caso la de M 33), y edades distintas, (apartado 3.2.1).

El procedimiento descrito se ha aplicado para la deducción del índice de formación estelar en NGC 604, empleando el número de fotones ionizantes resultante de la población estelar obtenida de los espectros UV. Este dato presenta la ventaja de que el valor  $N_{Ly\alpha}$  se obtiene directamente de la población estelar observada. Por tanto, corresponde al número de fotones disponibles para ionizar la región, y no es necesario considerar la fracción de fotones absorbidos por el polvo.

Al mismo tiempo, el valor  $N_{Ly\alpha}$  corresponde exactamente a la zona observada, (unidad de área), y por lo que no requiere factores de corrección por geometría o por tamaño sobre valores promedio observados para la región en conjunto. Sin embargo, como se verá más adelante, para calcular  $t_{NGC604}$  con el valor  $N_{Ly\alpha}$ , es necesario tener en cuenta los valores de  $N_{Ly\alpha}$  observados en M 33, ( $N_{Ly\alpha}(M33)$ ).

En NGC 604, la fracción  $P(T)/N_{Ly\alpha}$  se ha empleado para obtener la edad de la región, el índice de formación estelar y la masa total de estrellas formadas, suponiendo un proceso de formación estelar instantánea, y otro de formación estelar continua para una distribución estelar con la IMF de M 33, (5.3.3.2.); en los dos modelos de formación, la población estelar teórica de la fuente se obtiene normalizando el valor  $P(T)$  previsto, al  $N_{Ly\alpha}(obs)$ .

Los resultados obtenidos con la IMF de aplicada en este caso, se discuten comparando la población estelar prevista con la población UV observada en NGC 604. Asimismo, como comprobación, se comparan los valores  $t_{NGC604}$ ,  $M_{*,T}$  y la distribución estelar prevista con este *segundo procedimiento teórico* con los parámetros de formación estelar deducidos con el *procedimiento teórico aplicado previamente*, (apartado, 5.3.1.).

El índice de formación estelar en NGC 604 se ha deducido considerando:



1. IMF (o PDMF) dadas para M 33, (Berkhuijsen,1982):

IMF con dos pendientes distintas, según el valor  $M_v > -7.05$ , mimesis de la IMF encontrada para el vecindario solar, IMF(S), (tabla 5.15).

IMF con pendiente constante para todo  $M_v$ , obtenida por extrapolación lineal, IMF(E).

Asímismo, para poder comparar resultados, en todos los parámetros relacionados con la IMF y la PDMF se han adoptado las mismas relaciones que las empleadas para M 33. Concretamente:

Relación Masa-Luminosidad,  $M_v = 1.88 - 4.4 \log M$ , obtenida por extrapolación lineal hasta  $M_v = -4$  y  $-6$ , de la función semiempírica encontrada por Miller-Scalo para el vecindario solar.

Tiempo en Secuencia Principal,  $t_{MS}$ , (tabla 5.15), se ha obtenido por interpolación en los valores  $(M, t_{MS})$  dados por Berkhuijsen, (1982).

| $M$<br>$M_{\odot}$ | $t_{MS}$<br>$10^6$ años | IMF(S)<br>$kpc^{-2}(\log M)^{-1}yr^{-1}$ | IMF(E)<br>$kpc^{-2}(\log M)^{-1}yr^{-1}$ | $\dot{N}_{Lyc}$<br>$10^{49} ph s^{-1}$ |
|--------------------|-------------------------|--|--|--|
| 140                | 3.16                    | 4.78 (-7)                                | 4.78 (-7)                                | 5.995                                  |
| 110                | 3.19                    | 1.15 (-6)                                |  | 4.865                                  |
| 100                | 3.24                    | 1.41 (-6)                                | 1.51 (-6)                                | 4.416                                  |
| 85                 | 3.35                    | 2.10 (-6)                                |  | 3.691                                  |
| 80                 | 3.39                    | 2.45 (-6)                                | 3.09 (-6)                                | 3.439                                  |
| 60                 | 3.63                    | 4.90 (-6)                                | 7.76 (-6)                                | 2.377                                  |
| 56                 | 3.70                    | 5.72 (-6)                                |  | 2.152                                  |
| 46                 | 3.97                    | 8.89 (-6)                                |  | 1.540                                  |
| 40                 | 4.27                    | 1.20 (-5)                                | 2.63 (-5)                                | 1.135                                  |
| 32                 | 4.98                    | 1.86 9 - 5)                              |  | 0.562                                  |
| 30                 | 5.25                    | 2.09 (-5)                                | 5.75 (-5)                                | 0.409                                  |
| 24                 | 6.46                    | 3.09 (-5)                                |  | 0.137                                  |
| 20                 | 7.76                    | 4.17 (-5)                                | 1.58 (-4)                                | 0.046                                  |
| 15                 | 10.96                   | 6.31 (-5)                                | 2.95 (-4)                                | 0.008                                  |

Tabla 5.15: Función Inicial de Masa para M 33, (en las columnas tercera y cuarta:  $4.78 (-7) = 4.78 \cdot 10^{-7}$ ).

2. Producción de fotones del continuo de Lyman, Lyc, prevista para las estrellas. El número de fotones-Lyc producido por todas las estrellas en Secuencia Principal por segundo por  $kpc^2$  es

$$P(T) = \int_{M_1}^{M_2} \dot{N}_{Lyc}(M, T) \phi_{MS}(M) dM.$$



siendo  $(M_1, M_2)$  el intervalo de masa donde  $\dot{N}_{Lyc}(M, T)$  y  $\phi_{MS}(M)$  toman valores significativos.

Para el cálculo de  $P(T)$  en la región se ha tomado:

- Número de fotones-Lyc producido por una estrella de masa  $M$ , durante su tiempo de vida en Secuencia Principal,  $t_{MS}$ ,

$$N_{Lyc}(M) = 3.5 \cdot 10^{55} M^5 \text{ para } 15 < M < 30M_{\odot}$$

$$N_{Lyc}(M) = 2.75 \cdot 10^{62} (M - 26)^{0.65} \text{ para } 30 < M < 80M_{\odot}.$$

- Producción promedio en una estrella de masa  $M$ ,

$$\dot{N}_{Lyc}(M, T) = N_{Lyc}(M)/t_{MS}.$$

- La distribución de la producción total según la masa estelar viene dada por la función

$$P(M, T) = \dot{N}_{Lyc}(M, T)\phi_{MS}(M).$$

### 3. Número de fotones-Lyc observado en la región.

Como se ha mencionado anteriormente, en este caso también se emplea el número de fotones-Lyc observado,  $N_{Lyc}(obs)$ , resultante de la población estelar obtenida en los procesos de ajuste, (véase tabla 5.4).

El valor  $N_{Lyc}$  corresponde al área observada con la rendija del IUE, ( $10'' \times 20''$ ); equivalente a  $(35 \times 70)pc$ , si se considera  $d(M33) = 720kpc$ , (Berkhuijsen, 1982), es decir, área-observada =  $(35 \times 70)pc = 2.45 \cdot 10^{-3} kpc^2$ .

### 4. Índice de formación estelar, $\sigma_{\dot{M}}$ .

El índice de formación de estrellas masivas por unidad de área equivale al índice de masa, (número de masa solares que pasan a Secuencia Principal por año por unidad de área),

$$\sigma_{\dot{M}} = \int_{M_i}^{M_f} M \phi_{MS}(M) / t_{MS} dM$$

o

$$\sigma_{\dot{M}} = \int_{M_i}^{M_f} M \psi_{MS}(M) dM.$$

Para estrellas masivas, el cociente  $P(T)/\sigma_{\dot{M}}$  es función exclusivamente de la pendiente de la IMF,  $x$ , (función de la pendiente,  $f(x)$ ). Por tanto, el índice de formación estelar se puede deducir empleando el valor  $f(x)$ , y normalizando al valor  $N_{Lyc}$  observado:

$$(P(T)/N_{Lyc}) (N_{Lyc}/\sigma_{\dot{M}}) = f(x).$$



### 5.3.3.1. Evolución de la producción total de fotones-Lyc de una distribución estelar, en función de la edad de la región.

El número total de fotones-Lyc previsto para una fuente,  $P(T)$ , se distribuye en función de la masa estelar, siguiendo la ley:

$$P(M, T) = \dot{N}_{Lyc}(M, T) \phi_{ms}(M). \quad [1]$$

tal que,  $P(T) = \int_{M_1}^{M_2} P(M, T) dM$ .

La ecuación [1], indica que la distribución  $P(M, T)$  varía según  $\phi(M)$ . Por tanto, si se supone una IMF prefijada, las variaciones en la distribución  $P(M, T)$  sólo pueden deberse a una PDMF, ( $\phi(M)$ ), distinta como consecuencia de la edad de la fuente, tanto si se trata de formación estelar instantánea, como de formación continua.

La evolución de  $P(M, T)$  con la edad se ha estudiado considerando la IMF de tipo solar para  $M \leq 33$ , sobre la que se han calculado PDMF para las edades siguientes:

- $10.96 \cdot 10^6$  años; que permite la formación completa de la Secuencia Principal del grupo de estrellas masivas considerado, y, por tanto, proporciona el valor  $P(T)$  máximo.
- $7.79 \cdot 10^6$  años, época en que finaliza la formación de estrellas con  $M > 20 M_{\odot}$ , las observadas en los espectros UV.
- $6 \cdot 10^6$  años, límite superior para la emisión de fotones-Lyc en una región H II, (Lequeux, 1981).
- $5 \cdot 10^6$  años, edad máxima encontrada para una región H II extragaláctica, (Lequeux, 1981).
- $4 \cdot 10^6$  años, tiempo teórico estimado para que se formen estrellas WN7, (encontradas en la población UV); y
- valores de tiempo comprendidos entre  $3.75 \cdot 10^6$  y  $2.0 \cdot 10^6$  años, con intervalo  $0.25 \cdot 10^6$ , para poder comparar con los resultados obtenidos con el procedimiento empírico, (sección 5.2), y el teórico aplicado anteriormente, (sección 5.3.1).

En la figura 5.3 se representa la evolución teórica prevista en la distribución de la producción total de fotones-Lyc,  $P(M, T)$ , en función de la masa. Cada una de las curvas representa la distribución de  $P(T, M)$  para una edad de la región, (de abajo a arriba: 2.00, 2.25, 2.50, 2.75, 3.00, 3.25, 3.50, 3.75, 4.00, 5.00, 6.00 y  $10.96$  millones de años). Como se ve en la gráfica, la variación mayor en la tendencia de la distribución  $P(M, T)$  se produce entre  $5$  y  $4 \cdot 10^6$  años. Esto es debido que en  $5 \cdot 10^6$  años, la PDMF de las estrellas entorno a  $40 M_{\odot}$ , (que son las mayores contribuyentes a la producción total  $P(T)$ ), es máxima.

La evolución temporal prevista para la distribución  $P(M, T)$  se resume en la tabla 5.16:

- La primera columna corresponde a la edad de la distribución.
- En la segunda columna se da la producción total de fotones-Lyc,  $P(T)$ , prevista para la población estelar entre  $15 M_{\odot} < M_{*} < 110 M_{\odot}$ .



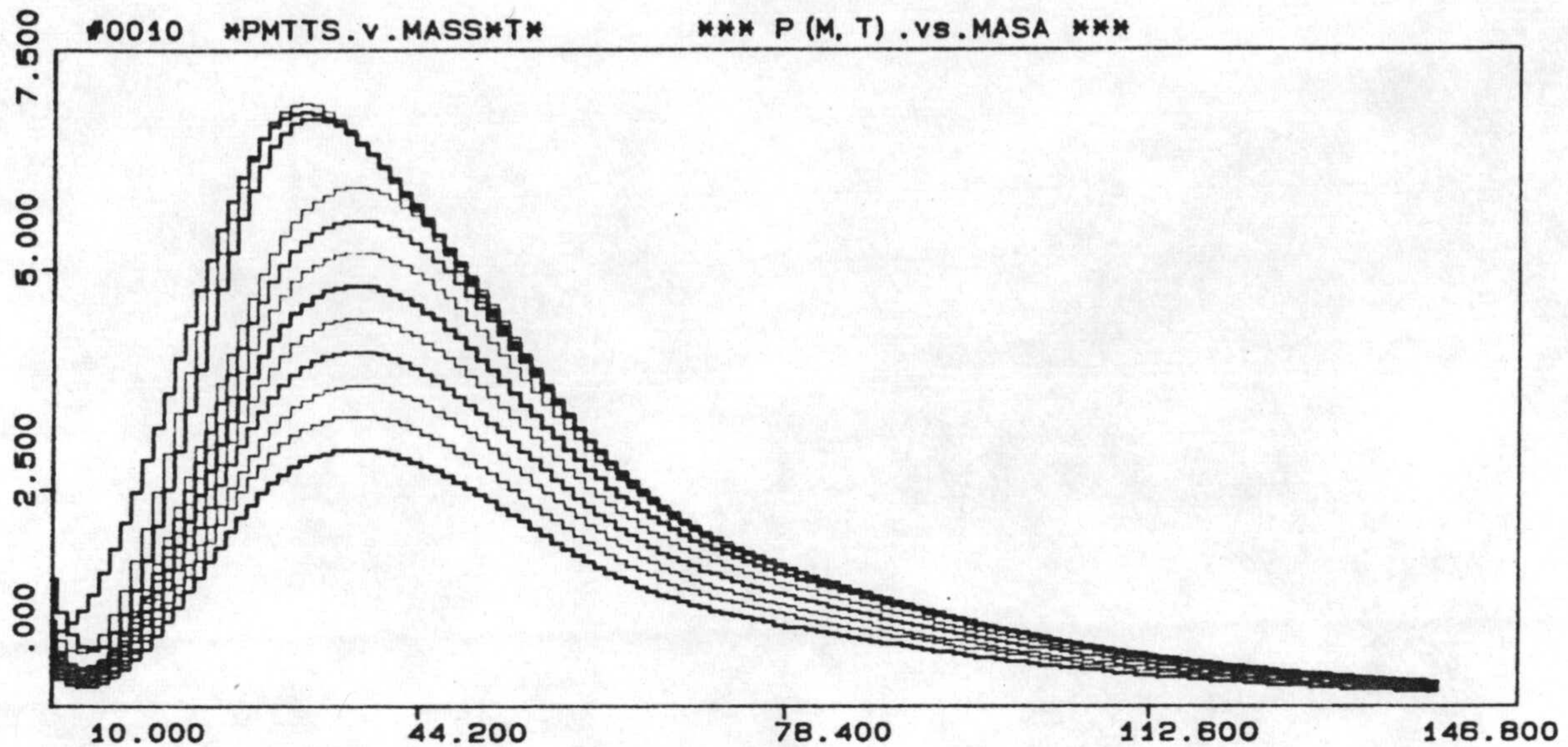


Figura 5.3: Representación gráfica de la evolución temporal del flujo de fotones ionizantes,  $P(M, T)$ , para la distribución estelar inicial de M 33, IMF(S).

- En la tercera, los valores de la función de la pendiente,  $f(x)$ , obtenidos del cociente  $P(T)/\sigma_M$  para las edades consideradas. Los valores  $f(x)$  aumentan cuanto más plana sea la pendiente, de la IMF, ( $x$ ); por tanto, comparando los valores de la tabla se puede tener un indicio de la variación de  $x$  respecto de la IMF de M 33, (valor en  $t = 10.96 \cdot 10^6$  años).
- La cuarta columna, la masa de estrellas formadas, (entre  $15 - 110 M_\odot$ ), para el índice de formación estelar dado para M 33, ( $\sigma_M = 0.898 \cdot 10^{-3} M_\odot \text{ yr}^{-1}$ ; Berkhuijsen, 1982).

En todos los casos, los valores teóricos se han obtenido de forma independiente para la edad considerada. Por tanto, deben emplearse en función de las hipótesis que se realicen, por ejemplo, como se verá más adelante, i). para el caso de formación estelar simultánea instantánea, (formación en  $t=0$ ), la edad de la región se obtiene comparando los valores  $P(T)$  previstos con los  $N_{Ly\alpha}$  observados, (apartado 3.2.2); en este caso, el valor  $\sigma_M$  se deduce empleando el  $f(x)$  correspondiente a  $t = t_{NGC604}$  obtenido, con  $P(T)/\sigma_M = f(x)$ ; la masa total de estrellas formadas se obtiene con la edad y el índice de formación deducidos; ii). si se supone formación estelar continua en la región H II, y que el índice de formación estelar es constante en el tiempo y general para toda la galaxia, la edad de la región se obtiene con el valor de  $\sigma_M$  de M 33, (apartado 3.2.3); el valor  $M_{*,T}$  se obtiene del modelo para la edad resultante;  $P(T)$  se deduce con el valor  $f(x)$  correspondiente a la edad; los valores  $\sigma_M$  y  $P(T)$  por siglo se obtienen directamente del



| Edad<br>$10^6$<br>yr | $P(T)$<br>$10^{50}$<br>ph s <sup>-1</sup> | $f(x)$<br>$10^{53}$ | $M_{*,T}$<br>$10^3$<br>$M_{\odot}$ |
|----------------------|---|---------------------|------------------------------------|
| 10.96                | 1.922                                     | 2.140               | 9.842                              |
| 7.76                 | 2.137                                     | 2.380               | 6.968                              |
| 6.0                  | 2.188                                     | 2.437               | 5.388                              |
| 5.0                  | 2.190                                     | 2.439               | 4.490                              |
| 4.0                  | 2.066                                     | 2.301               | 3.592                              |
| 3.75                 | 1.972                                     | 2.196               | 3.368                              |
| 3.50                 | 1.877                                     | 2.090               | 2.143                              |
| 3.25                 | 1.737                                     | 1.934               | 2.919                              |
| 3.0                  | 1.607                                     | 1.790               | 2.694                              |
| 2.75                 | 1.466                                     | 1.633               | 2.470                              |
| 2.50                 | 1.336                                     | 1.488               | 2.245                              |
| 2.25                 | 1.194                                     | 1.330               | 2.021                              |
| 2.0                  | 1.075                                     | 1.197               | 1.796                              |

Tabla 5.16: Producción teórica de fotones-Lyc prevista para las estrellas pertenecientes al intervalo de masa  $(15,110)M_{\odot}$ , con IMF(M33) de tipo solar.

total. Por último, tanto en el proceso de formación instantánea como en el de continua, la población estelar total se deduce de la distribución  $P(M,T)$  correspondiente al  $P(T)$  obtenido, una vez normalizado al valor  $N_{Lyc}$  observado.

### 5.3.3.2. Parámetros de formación estelar obtenidos para NGC 604.

- Formación estelar instantánea.

Comparando los valores los  $N_{Lyc}$  observados, con el modelo se pueden obtener los parámetros de formación estelar en NGC 604, para un proceso de formación estelar instantánea.

Al aplicar este procedimiento en M 33, (Berkhuijsen, 1982), se tomó el valor  $N_{Lyc}$ -promedio= $\sigma_{Lyc}$ , ( $N_{Lyc}$  por  $kpc^2$ ), en lugar del valor total,  $N_{Lyc}(\text{obs},M33)$ , en  $102kpc^2$ , sobre la que se calcula la proporción  $P(T)/\sigma_{Lyc}$ , y se obtiene la distribución para la IMF de M 33 que de cociente 1. Empleando la IMF seleccionada, se extrapola la distribución estelar obtenida hasta estrellas con  $M = 10M_{\odot}$ .

En el caso de NGC 604, se está empleando el valor  $N_{Lyc}(\text{obs})$ , en lugar del valor promedio,  $\sigma_{Lyc}$ . Respecto a los datos de M 33, el valor  $N_{Lyc}$  observado en NGC 604 es un orden de magnitud inferior que  $N_{Lyc}(M33)$ , y, diez veces el valor promedio, (véase tabla 5.17). Dado que el área observada es  $10^{-3} kpc^2$  menor que el de M 33, y que la densidad de estrellas en la región es  $\sim 10^3$  veces la densidad promedio de M 33, no tendría sentido calcular un valor promedio en NGC 604.



| Descripción              | M 33                | NGC 604              |
|--------------------------|---------------------|----------------------|
| $N_{Ly\alpha}$           | $2.5 \cdot 10^{52}$ | $2.11 \cdot 10^{51}$ |
| $\sigma_{Ly\alpha}$      | $2.5 \cdot 10^{50}$ |                      |
| $P(T)/N_{Ly\alpha}$      | $(12 \pm 3)$        |                      |
| $P(T)/\sigma_{Ly\alpha}$ | $1.2 \pm 0.3$       |                      |

Tabla 5.17: Comparación entre los datos observados en M 33 y en NGC 604.

Sin embargo, si se supone que NGC 604 esta dentro de las características promedio de M 33, se puede emplear el cociente  $P(T)/\sigma_{Ly\alpha}$  obtenido en M 33, (edad 10.96 en el modelo), y calcular el  $P(T)$  que corresponda al  $N_{Ly\alpha}$  observado, empleando la ecuación:

$$(P(T)/N_{Ly\alpha}) (N_{Ly\alpha}/\sigma_M) = f(x). \quad [2]$$

y teniendo en cuenta que al normalizarse al cociente  $P(T)/N_{Ly\alpha}$ , para NGC 604, la edad de la región es aquella para la que la fracción valga 0.1, (y no 1). Los parámetros para la comparación se exponen en la tabla 5.18.

Los valores  $\sigma_M$  se obtienen de la normalización de  $P(T)$  al  $N_{Ly\alpha}$  observado para la función de la pendiente prevista en el modelo, para cada edad. El valor  $\sigma_M$  es el índice de masa requerido para obtener la distribución observada (normalizada) en el tiempo  $t = t_{NGC604}$ . La masa de estrellas formadas,  $M_*$ , se ha obtenido suponiendo el índice de formación estelar constante.

Los valores  $P(T)/N_{Ly\alpha}$ , (tabla 5.18, segunda columna), se han obtenido para  $N_{Ly\alpha} = 1.54 \cdot 10^{51} \text{ ph s}^{-1}$ .

Los valores resultantes del cociente  $P(T)/N_{Ly\alpha}$  indican que la región tiene una edad entorno a  $3 \cdot 10^6$  años. (que coincide con la edad de NGC 604 obtenida con el modelo de evolución de flujo ( $N_{Ly\alpha}/L_{1600}$ ) para formación instantánea aplicado anteriormente, (tablas 5.11 y 5.13, apartado 5.3.2).

La masa total de estrellas formadas en NGC 604, en un proceso de formación estelar instantánea, viene dada por el valor  $M_*$  de la tabla 5.18 para la edad de la región; en este caso,  $M_*(NGC604) = 25.81 \cdot 10^3 M_\odot$ .

Por último, la distribución estelar, PDMF,  $\phi(M)$ , por tipo espectral se resume en la tabla 5.19.

En este caso, la edad de la región está en el límite de permanencia de las estrellas más masivas en Secuencia Principal; y si se considera pérdida de masa extrema, las estrellas de  $110M_\odot$  habrían dejado de formar parte de la Secuencia Principal; sin embargo, aunque la edad coincida con el tiempo de evolución necesario para que existan estrellas WC7, (observadas), el número de estrellas obtenido para masas muy



| Edad<br>$10^6$<br>años | $P(T)/N_{Lyc}$ | $\sigma_{\dot{M}}$<br>$10^{-3}$<br>$M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ | $M_*$<br>$10^3$<br>$M_{\odot}$ |
|------------------------|----------------|---|--------------------------------|
| 10.96                  | 0.1248         | 7.196   | 78.87                          |
| 7.76                   | 0.1388         | 6.471   | 50.21                          |
| 6.0                    | 0.1421         | 6.319   | 37.91                          |
| 5.0                    | 0.1422         | 6.314   | 31.57                          |
| 4.0                    | 0.1342         | 6.693   | 26.77                          |
| 3.75                   | 0.1281         | 7.013   | 26.30                          |
| 3.50                   | 0.1219         | 7.368   | 25.79                          |
| 3.25                   | 0.1128         | 7.963   | 25.88                          |
| 3.0                    | 0.1043         | 8.603   | 25.81                          |
| 2.75                   | 0.0952         | 9.430   | 25.93                          |
| 2.50                   | 0.0867         | 10.35   | 25.87                          |
| 2.25                   | 0.0775         | 11.58   | 26.05                          |
| 2.0                    | 0.0698         | 12.87   | 25.73                          |

Tabla 5.18: Resultados del modelo de evolución temporal de  $P(T)$  previsto, aplicado al valor  $N_{Lyc}$  observado, ( $N_{Lyc} = 1.54 \cdot 10^{51} \text{ ph s}^{-1}$ ).

| $M$                         | $\phi(M)$ |
|-----------------------------|-----------|
| 110                         | 4         |
| 85                          | 7         |
| 60                          | 25        |
| 56                          | 30        |
| 46                          | 56        |
| 40                          | 94        |
| 32                          | 186       |
| 24                          | 384       |
| $t_{NGC604}$<br>$10^6$ años | 3.0       |

Tabla 5.19: Formación Instantánea, segundo modelo teórico. Población Estelar prevista para NGC 604.



altas,  $M=110M_{\odot}$  y  $M=85M_{\odot}$ , es muy pequeño, por lo que no es posible obtener la población estelar observada.

Esto indica que la IMF empleada, (la promedio para M 33 que mimetiza la encontrada en el vecindario solar para masas elevadas, IMF(S)), no reproduce la distribución de NGC 604. Por último, para la distribución correspondiente a la IMF extrapolada directamente de las estrellas con  $M < 60M_{\odot}$ , IMF(E), (véase tabla 5.15), la discrepancia entre la población prevista y la observada es aún mayor.

- Formación estelar continua.

Básicamente, un proceso de formación estelar continua supone que la población estelar en Secuencia Principal se mantenga una vez alcanzada la PDMF máxima para cada tipo espectral.

Si se supone un proceso de formación estelar continuo, con un índice de formación constante, e igual al de la galaxia M 33, de las tablas 5.16 y 5.18, se obtiene que NGC 604 tiene una edad comprendida entre 3.5 y 3.75 millones de años. La distribución estelar inicial se detalla en la tabla 5.20, (los valores entre paréntesis corresponden al número de estrellas formadas por siglo).

| $M$                         | $\phi(M)$ |
|-----------------------------|-----------|
| 110                         | 4 (1)     |
| 85                          | 6 (1.6)   |
| 60                          | 21 (5.6)  |
| 56                          | 24 (6.4)  |
| 46                          | 45 (12)   |
| 40                          | 77 (21)   |
| 32                          | 152 (41)  |
| 24                          | 313 (83)  |
| $t_{NGC604}$<br>$10^6$ años | 3.75      |

Tabla 5.20: Formación Continua, segundo modelo teórico. Población Estelar prevista para NGC 604.

Como en el caso anterior, el valor  $t_{NGC604}$  obtenido, coincide con la edad resultante del modelo de formación continua con IMF de tipo solar, (Lequeux et al., 1981), empleado ya, y, la situación evolutiva de las estrellas es similar a la discutida en ese caso, (véase apartado 5.3.2). Esto es, a partir de  $3 \cdot 10^6$  años las estrellas más masivas empezarían a abandonar la Secuencia Principal; mientras que las 3/4 partes de estas mismas estrellas permanecerían todavía en ella. Por tanto, la población así obtenida tampoco coincidiría con la encontrada en los espectros UV observados.



### 5.3.3.3. Conclusiones

Para comprobar los resultados obtenidos en el modelo teórico aplicado previamente, se ha calculado la edad de NGC 604, los parámetros de formación y la población estelar prevista en NGC 604 aplicando un *segundo procedimiento teórico* independiente: adoptando la IMF de M 33, y comparando, directamente, el número de fotones ionizantes observado en NGC 604 con el previsto (evolución temporal) para dicha distribución, para un proceso de formación estelar instantánea y para un proceso de formación estelar continua:

- La edad de NGC 604 obtenida con los *dos procedimientos teóricos* empleados coincide.
- La población estelar observada en los espectros UV de NGC 604 no se explica tampoco con la IMF empleada en este *segundo procedimiento teórico*, ni para el caso de formación estelar instantánea, ni para el de formación estelar continua.



## 5.4 Población Estelar Actual y Función Inicial de Masa en NGC 604.

Con los resultados obtenidos al aplicar dos procedimientos teóricos independientes para deducir la IMF de NGC 604, (apartados 5.3.2., y 5.3.3. respectivamente), se concluye que no es posible obtener la población estelar actual de NGC 604 suponiendo un proceso de formación estelar continua. Asimismo, si se supone un modelo de formación estelar instantánea en un tiempo infinitamente corto, ( $t = 0$ ), la edad resultante para la región es demasiado pequeña, y no corresponde a su estado evolutivo actual.

Por tanto, la IMF de NGC 604 se ha deducido imponiendo la población estelar observada resultante de los ajustes a los espectros UV, (apartado 4.1.), a un proceso de formación simultánea durante un tiempo  $t$ , ( $t \neq 0$ ). Las condiciones iniciales son:

1. Sea cual fuere, la distribución estelar inicial compatible con el estado evolutivo actual de NGC 604 debe dar lugar a: i) estrellas WR en la cantidad observada; ii) estrellas O5s observadas.
  - Para cada una de las tres distribuciones posibles, (IMF con pendiente  $-1.0$ ,  $-1.5$ , y  $-2.0$ ), la edad de la región es el tiempo mínimo necesario para obtener el número de estrellas WR observado.
  - El estado evolutivo del resto de la distribución para la edad obtenida debe ser compatible con la población observada.
2. Sabiendo que, la edad de NGC 604 resultante del modelo de formación instantánea a  $t = 0$ , es el límite inferior de los valores de  $t$  posibles, las distribuciones iniciales obtenidas con el modelo para  $t = 0$ , (tabla 5.13), se pueden considerar válidas siempre y cuando el incremento de tiempo de formación, necesario para obtener el estado evolutivo actual, no exceda un tercio de la edad de NGC 604, obtenida con el modelo de formación estelar instantánea a  $t = 0$ , (tabla 5.11). (Valor correspondiente al incremento de tiempo entre la edad más alta obtenida con los modelos de formación instantánea y el tiempo de evolución previsto para finalizar la fase de WC7).
3. La población actual obtenida debe ajustarse al espectro UV de NGC 604 observado.

De acuerdo con la teoría de evolución estelar, considerando un modelo de pérdida de masa intermedia, y las trazas evolutivas correspondientes, (véase apartado 5.1.2), la relación entre las estrellas formadas inicialmente, (en Secuencia Principal,  $Tip_{MS}$ , con masa inicial  $M_i$ ), y las de la población actual, con tipo espectral  $Tip_{evol}$ , se ha establecido:

Siendo  $(t_i, t_f)_{fase}$ , el tiempo de permanencia de la estrella en la fase (WR ó SG) correspondiente. Como se vé en la tabla 5.21, uno de los problemas que se plantean es que los valores previstos para la evolución de una estrella a O5s es casi incompatible con la presencia de estrellas WC7, ambas observadas en los espectros UV de NGC 604. Por tanto, el análisis cualitativo inicial se ha realizado sobre la población WC7 y WN7, (excluyendo las estrellas O5s), y el cuantitativo final con los ajustes a los espectros UV, (que incluye las O5s), (como se verá más adelante).



| $M_i$<br>$M_\odot$ | $Tip_{OMS}$ | $Tip_{evol}$     | $(t_i, t_f)_{fase}$<br>$10^6$ años |
|--------------------|-------------|------------------|------------------------------------|
| 110                | O3d         | → (WN-WN5) → WC7 | 3.03 - 3.66                        |
| 85                 | O4d         | → WN7            | 3.36 - 3.56                        |
| 60                 | O5d         | → O5s            | 3.63 - 3.82                        |

Tabla 5.21: Secuencia evolutiva de las estrellas de masa mayor.

Los valores obtenidos, en primera aproximación se dan en la tabla 5.22; para cada IMF, se incluyen los valores del incremento de tiempo (%), requerido en NGC 604 respecto al obtenido inicialmente ( $t=0$ ), y el número de estrellas WR, (C y N), respectivamente.

Como se aprecia en la tabla 5.22 para la distribución con pendiente  $x = -1.5$ , se puede obtener un número de WR similar al observado, una vez que se haya completado la evolución de las estrellas de 110 y  $85M_\odot$ , con un incremento de tiempo moderado, (el 26%). Para la distribución  $-1.0$ , el tiempo necesario sería menor el anterior, (en caso contrario, el número de WR resultaría excesivo), sin embargo, respecto a su edad inicial el incremento de edad es del 37%. En el caso de la población obtenida para  $x = -2.0$ , el número de WR resultante es menor que el encontrado en la región, para un incremento de tiempo del 71%, (mucho mayor que el que en principio pudiera considerarse válido), por lo que quedaría excluido.

| tiempo<br>$10^6$ yr | $0.158M^{-1.0}$ |     |     | $0.34M^{-1.5}$ |     |     | $0.56M^{-2.0}$ |     |     |
|---------------------|-----------------|-----|-----|----------------|-----|-----|----------------|-----|-----|
|                     | %t              | WC7 | WN7 | %t             | WC7 | WN7 | %t             | WC7 | WN7 |
| 3.0                 |                 | 6   | —   |                | 4   | —   |                | 3   | —   |
| 3.36                |                 | 9   | 11  |                | 5   | 8   |                | 7   | 5   |
| 3.45                | 37              | 18  | 23  | 26             | 11  | 16  | 71             | 7   | 11  |

Tabla 5.22: Evolución temporal prevista en las estrellas WR.

Teniendo en cuenta que, en todos los casos, la población estelar actual de las estrellas de tipo espectral menor que O7d están todas en Secuencia Principal, el ajuste de las distribuciones estelares obtenidas a los espectros UV de NGC 604 observados se ha realizado empleando en cada caso un espectro suma de la población entre O7d-B2d.

Para la obtención de la población final, se han realizado cuatro ajustes al espectro UV observado:

1. corregido de extinción galáctica exclusivamente, (véase apartado 3.2);
2. extinción externa  $E(B - V) = 0.06$ , con una ley de extinción Galáctica, (valor de la extinción promedio en el óptico, Searle, 1971);
3. extinción externa  $E(B - V) = 0.06$ , con una ley de extinción (GAL+LMC)/2,



(Lequeux, 1981);

4. con la corrección por extinción externa promedio  $A_v = 0.5 \text{ mag}$ , (obtenida de la calibración del mapa radio, véase apartado 4.3).

El número de estrellas obtenido en cada caso es distinto, sin embargo, se ha comprobado que la proporción relativa del número de estrellas obtenido en los cuatro ajustes se mantiene en cada caso. Este hecho, a su vez está en consonancia con el resultado obtenido al aplicar el modelo de extinción a los espectros observados, según el cual, la proporción del número de estrellas obtenido se mantiene constante, (véase apartado 4.3).

La población relativa obtenida se normaliza al número inicial de estrellas previsto entre  $(56+60,110)M_{\odot}$ , y se ha comparado con la teórica.

Con los ajustes realizados se obtiene que la distribución que más se ajusta a los espectros de las región en conjunto es la correspondiente a la IMF de pendiente  $x = -1.5$ . La población estelar encontrada en este caso corresponde a una distribución de 36-(O5d+O6d), 11-O5s, 12-WC7, y 16-WN7, (este valor sobre un total de 75 estrellas).

Es decir, el estado evolutivo de la región queda: todas las estrellas con masa inicial  $110M_{\odot}$  han pasado a WC7, las de  $85M_{\odot}$  se encuentran en WN7, el 41% de las estrellas O5 están en fase de SG, las restantes están en Secuencia Principal, y todas las estrellas con tipos espectrales posteriores a O6d permanecen todavía en la Secuencia Principal.



## Capítulo 6

# CONCLUSIONES

Como se dijo en la introducción, el presente estudio se emprendió con el propósito de obtener la población de estrellas presentes en la región H II extragaláctica gigante NGC 604, reconstruir la población estelar inicial de la parte superior de su Secuencia Principal, y comparar la población estelar obtenida con los valores de IMF existentes.

Al trazar las conclusiones del estudio, se puede decir que el análisis detallado de los espectros UV de NGC 604 ha permitido la reconstrucción de la población de estrellas luminosas y jóvenes presentes en la región de una forma satisfactoria, en el sentido de que es globalmente coherente con los datos procedentes de otros intervalos espectrales; además el método desarrollado y aplicado en este estudio, ha facilitado la extracción de información nueva, muy útil para una más completa interpretación de los espectros observados.

En la parte final del estudio, al intentar explicar la población así obtenida mediante distintas IMF, se han encontrado dificultades tanto suponiendo un proceso de formación estelar instantánea, como uno de formación estelar continua; por lo que, la IMF más probable de NGC 604 se ha deducido imponiendo la población UV observada a los modelos teóricos.

Las dificultades se han debido principalmente a una falta de información sobre la parte baja de la secuencia principal, a su vez procedente de una disminución de la relación señal-ruido en el UV cercano. Sin embargo este método se mostrará un útil particularmente adecuado en el análisis de datos de una calidad más alta, cual pudieran ser los del Hubble Space Telescope (que combina una elevada sensibilidad en el UV con una resolución espacial excelente).

A continuación se resumen y comentan las conclusiones más destacadas de este estudio.

### 6.1 Población Estelar en NGC 604.

1. La población estelar de NGC 604 se ha podido reconstruir de una forma satisfactoria ajustando los espectros UV observados con espectros formados por una combinación de estrellas luminosas O y B de los primeros tipos espectrales y de estrellas Wolf-Rayet, WR.
2. Con la observación completa de NGC 604 en el UV con IUE, (que incluye datos



extraídos del Archivo, y observaciones obtenidas específicamente para este estudio), se ha podido, asimismo, obtener el mapa de la distribución espacial de las estrellas en la región.

3. El número y el tipo espectral de las estrellas que contribuyen a los espectros UV observados se ha obtenido mediante un método de ajuste:

El programa desarrollado se basa en el ajuste a una función arbitraria por el método de mínimos cuadrados, donde  $\chi^2$  se minimiza por un proceso iterativo, empleando un algoritmo combinado de gradiente-desarrollo analítico. El ajuste se realiza punto a punto, con paso de  $2\text{\AA}$ , a lo largo del intervalo de longitud de onda del IUE, ( $1152 - 3200 \text{\AA}$ ). No se impone ninguna restricción previa, el procedimiento es general y, por tanto, aplicable al estudio de otras regiones H II o grupos estelares concentrados.

En cada ajuste se ha empleado, como datos de entrada, el espectro UV de NGC 604 observado, y espectros UV de estrellas características de los tipos O, B, y WR, seleccionadas del Archivo del IUE, y corregidas de distancia y absorción propias. Finalizado el proceso, se ha obtenido el espectro combinado optimizado para el grupo de estrellas elegido, y el número y tipo espectral de las estrellas empleadas en el mismo. La calidad del ajuste se ha mejorado con cambios sistemáticos en el grupo inicial de estrellas utilizado.

4. Empleando los resultados obtenidos con el método de ajuste se ha establecido:

- La relación entre la población estelar y las características observadas en los espectros UV de NGC 604:

Las líneas de emisión y los perfiles P-Cygni observados se deben a las estrellas O, (MS y SG), y a las WR; mientras que las estrellas de tipo B contribuyen al continuo, principalmente en el UV próximo, y no afectan de forma significativa a las líneas características de los espectros.

La combinación de estrellas empleada repercute de forma distinta y casi independiente sobre los perfiles P-Cygni observados, obteniéndose que:  
el NV procede de las estrellas más luminosas en Secuencia Principal, O5d, (y WN);  
el SiIV de la contribución de las estrellas Supergigantes;  
el CIV de las Enanas luminosas, O5d, (y WC).

- La presencia y el origen de líneas de emisión estelares débiles, (que, en otro caso, hubieran sido de identificación dudosa):

emisión de NIV,  $\lambda 1486\text{\AA}$ , debida a las WR.

emisión de OIII],  $\lambda 1666\text{\AA}$ , debida a las WC.

perfil P-Cygni de NIV,  $\lambda 1718\text{\AA}$ , por WN, mezclado con el perfil de SiIV,  $\lambda 1722\text{\AA}$ , producido por WC.

- Las líneas procedentes de la emisión nebular:  
NIII],  $\lambda 1751\text{\AA}$ , y CIII],  $\lambda = 1908\text{\AA}$ .



5. El número de estrellas WR obtenido es del orden del número de estrellas O y B de la región, (un orden de magnitud superior al promedio de M 33); con predominio de las estrellas WR de Carbono sobre las de Nitrógeno, (coincidiendo con el gradiente de abundancia metálica de M 33).
6. Del estudio del efecto de la extinción sobre los espectros UV de NGC 604 se ha obtenido que la extinción en el UV, de existir, debe ser muy pequeña y prácticamente constante, ya que las diferencias entre los espectros de las distintas zonas de NGC 604 parecen debidas a una diferencia en la densidad de población estelar en las distintas zonas de la región, y no al efecto de extinción diferencial observada en longitud de onda radio.
7. Las distintas comparaciones de los resultados obtenidos en este trabajo con otros resultados empíricos han sido satisfactorios.

## 6.2 Parámetros de Formación Estelar y Función Inicial de Masa, IMF, en NGC 604.

1. Comparando la población estelar de NGC 604, obtenida del ajuste a los espectros UV observados, con los modelos de evolución de estrellas masivas, se obtiene:

La edad de NGC 604:  $3.63 \cdot 10^6 \leq t_{NGC604} \leq 3.67 \cdot 10^6$  años.

El proceso de formación estelar fué simultáneo, (no instantáneo en un tiempo infinitamente corto, en  $t=0$ ), con un intervalo de tiempo de formación:

$0.12 \cdot 10^6 \leq \Delta t \leq 0.6 \cdot 10^6$  años.

Del mapa de la distribución de estrellas obtenido en NGC 604 se deduce que la eficiencia en la formación estelar se triplicó en la zona Oeste, y que las estrellas más masivas se encuentran concentradas en la parte Norte de la región.

2. Para deducir la IMF de NGC 604 se ha empleado el *procedimiento teórico*: partiendo de un modelo de formación estelar y suponiendo una distribución estelar inicial, IMF, obtener la población actual prevista que sea compatible con la población estelar observada en NGC 604.

Como *procedimiento teórico* se ha aplicado un modelo de evolución del flujo de fotones del continuo de Lyman frente al emitido en el UV, ( $\lambda = 1600\text{\AA}$ ), suponiendo dos procesos de formación estelar: uno de formación instantánea en un tiempo infinitamente corto, (formación en  $t = 0$ ), y otro de formación estelar continua, para cuatro IMF posibles en cada caso, ( $x = -1.0, -1.5, -2.0, -2.5$ ). Como resultado se ha obtenido la edad de NGC 604, los parámetros de formación estelar, y el número de estrellas por tipo espectral en cada caso: cuatro distribuciones posibles para el modelo de formación estelar instantánea en  $t = 0$ , y cuatro distribuciones estelares para el modelo de formación continua:



La población estelar observada en NGC 604 no se explica con ninguna de las IMF del modelo de formación estelar instantánea (en  $t = 0$ ), ni con las IMF del modelo de formación continua.

Para comprobar los resultados obtenidos con el procedimiento teórico empleado, se ha calculado la edad de NGC 604, los parámetros de formación y la población estelar prevista en NGC 604 aplicando un *segundo procedimiento teórico* independiente: adoptando la IMF de M 33, y comparando, directamente, el número de fotones ionizantes observado en NGC 604 con el previsto (evolución temporal) para dicha distribución, para un proceso de formación estelar instantánea y para un proceso de formación estelar continua:

La edad de NGC 604 coincide con la obtenida en el procedimiento teórico anterior.

La población estelar observada en los espectros UV de NGC 604 tampoco se explica con la IMF empleada en este *segundo procedimiento teórico*, ni para el caso de formación estelar instantánea, ni para el de formación estelar continua.

3. Dado que, la población estelar UV observada en NGC 604 no se explica con ninguna de las IMF del modelo de formación estelar instantánea, ni con las IMF del modelo de formación estelar continua, la IMF de NGC 604 se ha deducido imponiendo la población estelar observada a los modelos de formación y evolución estelar. Los resultados obtenidos son:

Edad de NGC 604:  $3.2 \cdot 10^6 \leq t_{NGC604} \leq 3.7 \cdot 10^6$  años, (coincidiendo con los valores deducidos empíricamente).

Proceso de formación estelar simultánea, (no instantánea en un tiempo infinitamente corto, en  $t = 0$ ), con un intervalo de formación:  
 $0.2 \cdot 10^6 \leq \Delta(t) \leq 0.6 \cdot 10^6$  años.

Función Inicial de Masa, IMF, de pendiente  $\alpha = -1.5$ , (similar a la IMF obtenida en el vecindario solar).

Estado evolutivo actual de NGC 604, respecto al inicial: las estrellas de masa mayor que O5d están en fase Wolf-Rayet; el 41% de las O5 en fase de Supergigante; y las estrellas restantes, con masa menor, permanecen en la Secuencia Principal.



# Bibliografía

- [1] Abbott, D.C., 1982, *Ap.J.*, 263, 723.
- [2] Aller, L.H., 1942, *Ap.J.*, 95, 52.
- [3] Aller, L.H., Czyzak, S.J., Walker, M.F., 1968, *Ap.J.*, 151, 491.
- [4] Barlow, M.J., Smith, L.J., Willis, A.J., 1981, *MNRAS*, 196, 101.
- [5] Benvenuti, P., D'Odorico, S., Peimbert, M., 1973, *A&A*, 447, 455.
- [6] Benvenuti, P., D'Odorico, S., Dumontel, M., 1979a, *Ap.Space Sci.*, 66, 39.
- [7] Benvenuti, P., Casini, C., Heidmann, J., 1979b, *Advances in Ultraviolet Astronomy Four Years of IUE Research*, NASA CP-2238, p.156.
- [8] Benvenuti, P., 1983, *UV Observations of Giant H II Regions*, XVIII-G.A.IAU, Highlights of Astronomy, Vol.6, p.631.
- [9] Berkhuijsen, E.M., 1982, *A&A*, 112, 369.
- [10] Bevington, Ph.R., 1969, *Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences*, McGraw-Hill Book Co., Nueva York.
- [11] Bogges, A., et al., 1978, *The International Ultraviolet Explorer (IUE)*, *Nature*, Vol.275, 371.
- [12] Bohlin, R.C., Savage, B.D., Drake, J.F., 1978, *Ap.J.*, 224, 132.
- [13] Boulesteix, J., Courtes, G., Laval, A., Monnet, G., Petit, H., 1974, *A&A*, 37, 33.
- [14] Carnochan, D.J., Nandy, K., Morgan, D.H., 1979, *MNRAS*, 189, 763.
- [15] Conti, P.S., Massey, Ph., 1981, *Ap.J.*, 249, 471.
- [16] Conti, P.S., Garmany, C.D., de Loore, C., Vanbeveren, D., 1983, *Ap.J.*, 274, 302.
- [17] Conti, P.S., 1984, *Basic Observational Constraints on the Evolution of Massive Stars*, IAU-Symp.105, "Observational Tests of the Stellar Evolution Theory", Reidel, Dordrecht.



- [18] Costero, R., Stalio, R., 1984, *P-Cygni and Related Profiles in the Ultraviolet Spectra of O-Stars*, A&A.Suppl.Ser., 58, 95.
- [19] Chiosi, C., Nasi, E., Sreenivasan, S.R., 1978, A&A, 63, 103.
- [20] D'Odorico, S., Perinotto, M., Benvenuti, P., 1979, en *ESA/ESO Workshop on the Astronomical Uses of the Space Telescope*, p.215.
- [21] D'Odorico, S., Rosa, M., 1981, Ap.J., 248, 1015.
- [22] D'Odorico, S., Benvenuti, P., 1982a, ESO-preprint, No.209, Agosto, enviado a MNRAS.
- [23] D'Odorico, S., Rosa, M., 1982b, en *Wolf-Rayet Stars: Observations, Physics and Evolution*, IAU-Symp.99, Reidel, Dordrecht.
- [24] D'Odorico, S., Rosa, M., Wampler, E.J., 1983, A&A.Suppl.Ser., 53, 97.
- [25] Dyson, J.E., Williams, D.A., 1980, *The Physics in the Interstellar Medium*, Manchester University Press.
- [26] Elmegreen, B.G., Elmegreen, D.M., 1983, MNRAS, 203, 31.
- [27] Garmany, C.D., Conti, P.S., Chiosi, C., 1982, Ap.J., 263, 777.
- [28] Garmany, C.D., Massey, P., Conti, P.S., 1984, Canada preprint, para AP.J.
- [29] Gatley, I., Harvey, P.M., Thronson, H.A., 1978, Ap.J., 222, L133.
- [30] Heck, A., Egret, D., Jascheck, M., Jascheck, C., 1984, *IUE Low-Dispersion Reference Atlas - Part 1. Normal Stars*, ESA SP-1052.
- [31] Heeschen, D.S., 1983, *Radio Observations of Giant Extragalactic H II Regions*, XVIII-G.A.IAU, Highlights of Astronomy, Vol.6, p.613.
- [32] Heiles, C., 1971, Ann.Rev.As.Ap., 9, 293.
- [33] Heiles, C., 1976, Ap.J., 204, 379.
- [34] van der Hucht, K.A., Cassinelli, J.P., Wesselius, P.R., Wu, C.C., 1979, *ANS Ultraviolet Observations of Wolf-Rayet Stars*, A&A.Suppl.Ser., 38, 279.
- [35] van der Hucht, K.A., 1981, en *The Most Massive Stars*, ESO-Workshop, Garching bei Munchen, Oct-Nov, p.175.
- [36] van der Hucht, K.A., Conti, P.S., Lundström, I., Stenholm, B., 1981, *The Sixth Catalogue of Galactic Wolf-Rayet Stars, Their Past and Present*, Space Sci.Rev., 28, No.3, (Número Especial).



- [37] van der Hucht, K.A., Jurriens, T.A., Olnon, F.M., Thé, P.S., Wesselius, P.R., Williams, P.M., 1985, *IRAS Observations of Wolf-Rayet Stars*, First IRAS Conference, Noordwijk an Zee, Junio.
- [38] Humphreys, R.M., 1978, *Ap.J.Suppl.Ser.*, 38, 309.
- [39] Humphreys, R.M., 1984, *Massive Star Evolution in Nearby Galaxies*, IAU-Symp.105, "Observational Tests of the Stellar Evolution Theory", Reidel, Dordrecht.
- [40] Humphreys, R.M., Nichols, M., Massey, Ph., 1985, *As.J.*, 90, No.1, 101.
- [41] Icke, V., Gatley, I., Israel, F.P., 1980, *Ap.J.*, 236, 808.
- [42] Israel, F.P., van der Kruit, P.C., 1974, *A&A*, 32, 363.
- [43] Israel, F.P., Goss, W.M., Allen, R.J., 1975, 40, 421.
- [44] Israel, F.P., 1978, *A&A*, 70, 769.
- [45] Israel, F.P., Koornneef, J., 1979, *Ap.J.*, 230, 390.
- [46] Israel, F.P., Kennicutt, R.C., 1980, *Ap.Letters*, 21, 1.
- [47] Israel, F.P., 1980b, *As.J.*, 85, 1612.
- [48] Israel, F.P., 1981, *A&A*, 103, 305.
- [49] Israel, F.P., Gatley, I., Matthews, K., Neugebauer, G., 1982, *A&A*, 105, 229.
- [50] Jascheck, M., Jascheck, C., 1982, *On the Relation between Spectral Classification in the Optical and Ultraviolet Regions*, "Ultraviolet Stellar Classification" VILSPA-Workshop, Madrid, Octubre 1981, ESA-SP182.
- [51] Koornneef, J., Meade, M., Wesselius, P.R., 1982, *A&A.Suppl.Ser.*, 47, 341.
- [52] Kwitter, K.B., Aller, L.H., 1981, *MNRAS*, 195, 939.
- [53] Lamers, H.J.G.L.M., 1981, en *Effects of Mass Loss on Stellar Evolution*, *Space./-Sci./-Rew.*, Vol. 89, Reidel, Dordrecht.
- [54] Lequeux, J., 1979, *A&A.*, 80, 35.
- [55] Lequeux, J., 1980a, en *Star Formation*, 10<sup>th</sup> Advanced Course Swiss Society of Astronomy and Astrophysics, SAAS-FEE, Ginebra.
- [56] Lequeux, J., Martin Prevot, N., Prevot-Burnichon, M.L., Rebeirot, E., Rousseau, J., 1980b, *A&A.*, 85, 305.
- [57] Lequeux, J., Maucherat-Joubert, M., Deharveng, J.M., Kunth, D., 1981, *A&A*, 103, 305.



- [58] Lundström, I., Stenholm, B., 1984a, *A&A.Suppl.Ser.*, 58, 163.
- [59] Lundström, I., Stenholm, B., 1984b, *A&A*, 138, 311.
- [60] Maeder, A., 1980a, *A&A*, 92, 101.
- [61] Maeder, A., Lequeux, J., Azzopardi, M., 1980b, *A&A*, L17.
- [62] Maeder, A., 1981a, en *The Most Massive Stars*, ESO-Workshop, Garching bei Munchen, Oct-Nov, p.173.
- [63] Maeder, A., 1981b, *A&A*, 101, 385.
- [64] Maeder, A., 1981c, *A&A*, 102, 401.
- [65] Maeder, A., 1983, *A&A*, 120, 113.
- [66] Maeder, A., 1985, en *Production and Distribution of CNO Elements*, ESO-Workshop, Garching bei Munchen, Mayo.
- [67] Massa, D., Fitzpatrick, E.L., 1985, *The UV Extinction toward 5 Open Clusters and the Accuracy of IUE Extinction Measurements*, en preparación.
- [68] Massa, D., Savage, B.D., 1985, *The Intrinsic UV Continua of O Stars*, enviado a *Ap.J.*
- [69] Massey, Ph., Hutchings, J.B., 1983, enviado a *Ap.J.Letters*.
- [70] Massey, Ph., 1984, *Ap.J.*, 281, 789.
- [71] Mathis, J.S., 1970, *Ap.J.*, 159, 263.
- [72] Mathis, J.S., 1972, *Ap.J.*, 176, 651.
- [73] Mathis, J.S., 1982, *Ap.J.*, 261, 195.
- [74] Mathis, J.S., 1983, *Ap.J.*, 267, 119.
- [75] Melnick, J., 1979, *Ap.J.*, 228, 112.
- [76] Melnick, J., 1985, *On the IMF of Violent Star Forming Regions*, "Star-Forming Dwarf Galaxies" Workshop, Paris, Junio.
- [77] Miller, G.E., Scalo, J.M., 1978, *PASP*, 90, 506.
- [78] Miller, G.E., Scalo, J.M., 1979, *Ap.J.Suppl.*, 41, 513.
- [79] Morgan, W.W., Keenan, P.C., 1973, *Ann.Rev.As.Ap.*, 11, 29.
- [80] Nussbaumer, H., Schmutz, W.S., Smith, L.J., Willis, A.J., 1981, *A&A.Supp.Ser.*, 47, 257.



- [81] Natta, A., Panagia, N., 1984, *Ap.J.*, en imprenta.
- [82] Osterbrock, D.E., 1974, *Astrophysics in Gaseous Nebulae*, Freeman, San Francisco.
- [83] Pagel, B.E.J., Edmunds, M.G., 1981, *Ann.Rev.As.Ap.*, 19, 77.
- [84] Panagia, N., 1973, *As.J.*, 78, No.9, 929.
- [85] Peimbert, M., Spinrad, H., 1970, *Ap.J.*, 159, 809.
- [86] Peimbert, M., 1975, *Ann.Rev.As.Ap.*, 13, 113.
- [87] Perinotto, M., Patriarchi, P., 1980, *Ap.J.*, 238, 614.
- [88] Renzini, A., 1981, *Ann.Phys.Fran.*, 6, 87.
- [89] Rosa, M., 1980, *A&A*, 85, L21.
- [90] Rosa, M., D'Odorico, S., 1982, *A&A*, 108, 339.
- [91] Rosa, M., 1983, *Giant H II Complexes Outside Our Galaxy at Optical Wavelengths*, XVIII-G.A.IAU, Highlights of Astronomy, Vol.6, p.625.
- [92] Rosa, M., Joubert, M., Benvenuti, P., 1984a, *IUE UV Spectra of Extragalactic H II Regions. I. The Catalogue and the Atlas*, *A&A.Suppl.Ser.*, 57, 361.
- [93] Rosa, M., Solf, J., 1984b, *A&A*, 130, 29.
- [94] Rosa, M., 1985, *Star Formation, Giant H II Regions and Spiral Structure*, "Star-Forming Dwarf Galaxies" Workshop, Paris, Junio.
- [95] Salpeter, E.E., 1955, *Ap.J.*, 121, 161.
- [96] Salpeter, E.E., 1959, *Ap.J.*, 129, 608.
- [97] Sandage, A.R., 1957, *Ap.J.*, 125, 422, y 435.
- [98] Savage, B.D., Mathis, J.S., 1979, *Ann.Rev.As.Ap.*, 17, 73.
- [99] Savage, B.D., Massa, D., Meade, M., Wesselius, P.R., 1985, *A Catalog of Ultraviolet Interstellar Extinction Excesses for 1415 Stars*, *Ap.J.Suppl.Ser.*, 59, 397.
- [100] Scalo, J.M., 1979, en *Protostars and Planets*, eds., p.265.
- [101] Schild, H., Maeder, A., 1984, *A&A*, 136, 237.
- [102] Schmidt-Kaler, Th., 1982, *Physical Parameters of the Stars*, Landolt-Börnstein Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology, New Series, Group IV, Vol.2, Subvol.b.
- [103] Schwarzschild, M., 1958, *Structure and Evolution of the Stars*, Dover Publ., Nueva York.



- [104] Searle, L., 1971, *Ap.J.*, 168, 327.
- [105] Searle, L., Sargent, W.L.W., 1972, *Ap.J.*, 173, 25.
- [106] Seggewiss, W., 1982, *Star Clusters and Associations*, Landolt-Börnstein Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology, New Series, Group IV, Vol.2, Subvol.b.
- [107] Sharpless, S., Osterbrock, D.E., 1952, *Ap.J.*, 115, 89.
- [108] Sharpless, S., 1965, *Distribution of Associations, Emission Regions, Galactic Clusters and Supergiants*, Stars and Stellar Systems, Vol.V., Galactic Structure, University of Chicago Press.
- [109] Smith, H.E., 1975, *Ap.J.*, 199, 591.
- [110] Smith, L.F., Willis, A.J., 1981, *MNRAS*, 201, 451.
- [111] Spitzer, L., 1978, *Physical Processes in the Interstellar Medium*, John Wiley & Sons, Nueva York.
- [112] Strom, S.E., Strom, K.M., Grasdalen, G.L., Capps, R.W., 1974, *Ap.J.*, 193, L7.
- [113] Strömngren, B., 1939, *Ap.J.*, 89, 526.
- [114] Strömngren, B., 1948, *Ibid.*, 108, 242.
- [115] Struve, O., Elvey, C.T., Linke, W., 1939, *Ap.J.*, 90, 301.
- [116] Telesco, C.M., 1983, *Infrared Properties of Extragalactic H II Complexes*, XVIII-G.A.IAU, Highlights of Astronomy, Vol.6, p.619.
- [117] Underhill, A.B., 1966, *The Early Type Stars*, Reidel, Dordrecht.
- [118] Underhill, A.B., 1982, *Ap.J.*, 263, 741.
- [119] Underhill, A.B., Doazan, V., 1982, *B Stars With and Without Emission Lines*, NASA SP-456.
- [120] Vaiana, G.S., 1981, en *X-Ray Astronomy*, Space.Sci.Rew., Vol.30, Reidel, Dordrecht.
- [121] Wampler, E.J., 1982, *A&A*, 114, 165.
- [122] Wheeler, J.C., Miller, G.E., Scalo, J.M., 1980, *A&A*, 82, 152.
- [123] Wray, J.D., Corso, G.J., 1972, *Ap.J.*, 172, 577.
- [124] Wu, C.C., Holm, A.V., Schiffer, F.H.(III), Turnrose, B.E., 1981, *IUE Spectral Atlas*, NASA IUE Newsletter, 14, 2.
- [125] Wu, C.C., Ake, T.B., Boggess, A., Bohlin, R.C., Imhoff, C.L., Holm, A.V., Levay, Z.G., Panek R.J., Schiffer, F.H.(III), Turnrose, B.E., 1983, *The IUE Ultraviolet Spectral Atlas*, NASA IUE Newsletter, 22, (Edición Especial).